Isaac Asimov

NUEVA GUÍA DE LA CIENCIA

CIENCIAS FÍSICAS

Dirección científica: Jaime Josa Llorca. Profesor de Historia de las Ciencias Naturales de la Facultad de Biología de la Universidad de Barcelona Colaborador científico del Consejo Superior de Investigaciones Científicas Associatedship of Chelsea Collage (University ofLondon)

Autor de biografías y presentaciones: Néstor Navarrete

Autor de la traducción y adaptación: Lorenzo Cortina

Título original: Asimov's New Guide to Science

Título en español: Nueva guía de la ciencia

ISBN (Obra completa): 84-473-0174-5 ISBN: 84-473-0209-1 Depósito Legal: B-24.363-1993 Impresión: CAYFOSA. Ctra. de Caldes, km. 3. Sta. Perpetua de Mogoda (Barcelona)

Impreso en España - Printed in Spain

Edicion Electronica: U.L.D.

Corregido por Mr Ixolite

Nueva guía de la ciencia. Ciencias físicas

La *Nueva guía de la ciencia* que presentamos en dos volúmenes —el primero dedicado a las *Ciencias físicas* (capítulos 1 a 10) y el segundo a las *Ciencias biológicas* (capítulos 11 a 17)—, recoge los elementos teóricos fundamentales para poder comprender el panorama científico contemporáneo. No se trata, sin embargo, ni de un libro de texto ni de una enciclopedia: es, en el sentido más noble del término, un libro de divulgación. Su propósito es acercar a los lectores no especializados, pero interesados o curiosos, todos aquellos aspectos de las ciencias que se consideran imprescindibles para interpretar la cultura tecnológica en que vivimos.

Al mismo tiempo, gracias a la manera como Asimov expone esos principios básicos, la obra llena el vacío producido por una enseñanza de la Historia que, quizás excesivamente centrada en aspectos políticos, militares y económicos y en la cultura de las artes y las letras, ha solido marginar a la cultura científica.

En este sentido, los diez capítulos que integran este primer volumen permiten conocer de una manera coherente cómo han evolucionado las ideas de la humanidad respecto de temas tan importantes como el Universo, la Tierra, la materia, las ondas o la tecnología.

El Universo, el Sistema Solar y la Tierra

Buena parte de los conocimientos humanos tienen su origen en preguntas tales como: ¿A qué altura está el firmamento? ¿Por qué el camino del Sol varía a lo largo del año? ¿Por qué cambia regularmente la apariencia de la Luna? En los capítulos dedicados al Universo y el Sistema Solar Asimov hace una descripción ordenada de los pasos que ha dado la humanidad, a lo largo de miles de años, para construir un modelo plausible del Cosmos que no entrara en contradicción con los hechos y que se rigiera por leyes a partir de las cuales pudieran hacerse predicciones plausibles. Se recogen también todas las novedades que han revolucionado la astrofísica en los últimos cincuenta años: el Big Bang, los cuasares, los pulsares, los agujeros negros, las estrellas de neutrones...

En los capítulos dedicados a la Tierra y su entorno inmediato se examinan temas como la edad de nuestro planeta, el proceso de formación de la corteza terrestre, la actividad volcánica, la tectónica de placas, el océano mundial o la atmósfera.

Lo infinitamente pequeño

El conocimiento de la materia experimentó un avance espectacular cuando se comprobó que su aparente infinita variedad era producida por la combinación de algo más de un centenar de elementos simples. La *Nueva guía de la ciencia* nos introduce en el maravilloso mundo del átomo y de las partículas subatómicas, exponiendo con rigor y claridad los argumentos y las experiencias que llevaron a los físicos y a los químicos de los tres últimos siglos a construir el modelo actual que explica la constitución básica de la materia.

Las ondas

La naturaleza de la luz, del calor o de la radioactividad son fenómenos cuya explicación impulsó a los científicos más brillantes del siglo XX a desarrollar hipótesis que resultan de difícil comprensión para los. no especialistas. De ahí el gran valor del esfuerzo de Asimov para acercar al gran público cuestiones como la teoría de la relatividad de Einstein, la mecánica cuántica basada en los trabajos de Planck o el principio de incertidumbre de Werner Heisenberg.

La tecnología

La historia de la tecnología moderna, desde la primitiva máquina de vapor que posibilitó la Revolución industrial hasta las más avanzadas aplicaciones del láser o de

la robótica, permite ilustrar el progreso humano de los últimos doscientos años y abrir las puertas a la especulación en torno a cómo vivirá el hombre en un futuro más o menos próximo. Capítulo aparte merece la tecnología nuclear, con sus apocalípticas amenazas, pero también con sus prometedoras perspectivas de proporcionar una energía barata, limpia e inagotable si consigue controlarse la fusión nuclear.

Otros libros de la colección relacionados con el tema

1001 cosas que todo el mundo debería saber sobre ciencia

de James Trefil

Temas científicos de M. Hazen y James Trefil *Los descubridores* de Daniel J. Boorstin

Del mismo autor, en esta colección

Nueva guía de la ciencia. Ciencias biológicas

El código genético

La búsqueda de los elementos

La medición del universo

A Janet Jeppson Asimov que comparte

mi interés por la ciencia

y por cualquier otro aspecto de mi vida.

PRÓLOGO

El rápido avance de la ciencia resulta excitante y estimulante para cualquiera que se halle fascinado por la invencibilidad del espíritu humano y por la continuada eficacia del método científico como herramienta para penetrar en las complejidades del Universo.

Pero, ¿qué pasa si uno se dedica también a mantenerse al día con cada fase del avance científico, con el deliberado propósito de interpretar dicho avance para el público en general? Para esa persona, la excitación y el estímulo quedan templados por cierta clase de desesperación.

La ciencia no se mantiene inmóvil. Es un panorama que sutilmente se disuelve y cambia mientras lo observamos. No puede captarse en cada detalle y en cualquier momento temporal sin quedarse atrás al instante.

En 1960, se publicó *The Intelligent Man's Guide to Science* y, al instante, el avance de la ciencia la dejó atrás. Por ejemplo, para abarcar a los cuasares y al láser (que eran desconocidos en 1960 y constituían ya unas palabras habituales un par de años después), se publicó en 1965 *The New Intelligent Man's Guide to Science.*

Pero, de todos modos, la ciencia avanzó inexorablemente. Ahora se suscitó el asunto de los pulsars, los agujeros negros, la deriva continental, los hombres en la Luna, el sueño REM, las ondas gravitatorias, la holografía, el ciclo AMP, etcétera, todo ello con posterioridad a 1965.

Por lo tanto, ya había llegado el momento de una nueva edición, la tercera. ¿Y cómo la llamamos? *¿The New Intelligent Man's Guide to Science?* Obviamente, no. La tercera edición se llamó, abiertamente, *Introducción a la ciencia* y se publicó en 1972 y, en español, por esta Editorial al año siguiente.

Pero, una vez más, la ciencia se negó a detenerse. Se aprendieron bastantes cosas acerca del Sistema Solar, gracias a nuestras sondas, que requirieron un capítulo completo. Y ahora tenemos el nuevo universo inflacionario, nuevas teorías acerca del fin de los dinosaurios, sobre los quarks, los gluones, así como las unificadas teorías de campo, los monopolos magnéticos, la crisis de energía, ordenadores domésticos, robots, la evolución puntuada, los oncogenes, y más y muchas más cosas...

Por lo tanto, ha llegado el momento de una nueva edición, la cuarta, y dado que para cada edición siempre he cambiado el título, también lo hago ahora. Se tratará, pues, de la *Nueva guía de la ciencia.*

isaac asimov

Nueva York 1984

Capítulo primero

¿QUÉ ES LA CIENCIA?

Casi en su principio fue la curiosidad.

Curiosidad, el abrumador deseo de saber, algo que no es característico de la materia muerta. Ni tampoco parece formar parte de algunas formas de organismos vivientes, que, por toda clase de razones, podemos escasamente decidirnos a considerar vivas.

Un árbol no despliega curiosidad acerca de su medio ambiente en cualquier forma que podamos reconocer, ni tampoco lo hace una esponja o una ostra. El viento, la lluvia, las corrientes oceánicas le brindan lo que es necesario, y a partir de esto toman lo que pueden. Si la posibilidad de los acontecimientos es tal que les aporta fuego, veneno, depredadores o parásitos, mueren tan estoica y tan poco demostrativamente como han vivido.

Sin embargo, ya muy pronto en el esquema de la vida algunos organismos desarrollaron un movimiento independiente. Significó un tremendo avance en su control del entorno. Un organismo que se mueve ya no tiene que aguardar con estólida rigidez a que la comida vaya a su encuentro, sino que va tras los alimentos.

De este modo, entró en el mundo la aventura..., y la curiosidad. El individuo que titubeó en la caza competitiva por los alimentos, que fue abiertamente conservador en su investigación, se murió de hambre. Desde el principio, la curiosidad referente al medio ambiente fue reforzada por el premio de la supervivencia.

El paramecio unicelular, que se mueve de forma investigadora, no poseía voliciones y deseos conscientes, en el sentido en que nosotros los tenemos, pero constituyó un impulso, incluso uno «simplemente» fisicoquímico, que tuvo como consecuencia que se comportara como si investigase su medio ambiente en busca de comida o de seguridad, o bien ambas cosas. Y este «acto de seguridad» es el que más fácilmente reconocemos como inseparable de la clase de vida más afín a la nuestra.

A medida que los organismos se fueron haciendo más complicados, sus órganos sensoriales se multiplicaron y se convirtieron a un tiempo en más complejos y en más delicados. Más mensajes de una mayor variedad se recibieron de y acerca del medio ambiente externo. Al mismo tiempo, se desarrolló (no podemos decir si como causa o efecto) una creciente complejidad del sistema nervioso, ese instrumento viviente que interpreta y almacena los datos recogidos por los órganos sensoriales.

El deseo de saber

Y con esto llegamos al punto en que la capacidad para recibir, almacenar e interpretar los mensajes del mundo externo puede rebasar la pura necesidad. Un organismo puede haber saciado momentáneamente su hambre y no tener tampoco, por el momento, ningún peligro a la vista. ¿Qué hace entonces?

Tal vez dejarse caer en una especie de sopor, como la ostra. Sin embargo, al menos los organismos superiores, siguen mostrando un claro instinto para explorar el medio ambiente. Estéril curiosidad, podríamos decir. No obstante, aunque podamos burlarnos de ella, también juzgamos la inteligencia en función de esta cualidad. El perro, en sus momentos de ocio, olfatea acá y allá, elevando sus orejas al captar sonidos que nosotros no somos capaces de percibir; y precisamente por esto es por lo que lo consideramos más inteligente que el gato, el cual, en las mismas circunstancias, se entrega a su aseo, o bien se relaja, se estira a su talante y dormita. Cuanto más evolucionado es el cerebro, mayor es el impulso a explorar, mayor la «curiosidad

excedente». El mono es sinónimo de curiosidad. El pequeño e inquieto cerebro de este animal debe interesarse, y se interesa en realidad, por cualquier cosa que caiga en sus manos. En este sentido, como en muchos otros, el hombre no es más que un supermono.

El cerebro humano es la más estupenda masa de materia organizada del Universo conocido, y su capacidad de recibir, organizar y almacenar datos supera ampliamente los requerimientos ordinarios de la vida. Se ha calculado que, durante el transcurso de su existencia, un ser humano puede llegar a recibir más de cien millones de datos de información. Algunos creen que este total es mucho más elevado aún.

Precisamente este exceso de capacidad es causa de que nos ataque una enfermedad sumamente dolorosa: el aburrimiento. Un ser humano colocado en una situación en la que tiene oportunidad de utilizar su cerebro sólo para una mínima supervivencia, experimentará gradualmente una diversidad de síntomas desagradables, y puede llegar incluso hasta una grave desorganización mental.

Por tanto, lo que realmente importa, es que el ser humano sienta una intensa y dominante curiosidad. Si carece de la oportunidad de satisfacerla en formas inmediatamente útiles para él, lo hará por otros conductos, incluso en formas censurables, para las cuales reservamos admoniciones tales como: «La curiosidad mató el gato», o «Métase usted en sus asuntos».

La abrumadora fuerza de la curiosidad, incluso con el dolor como castigo, viene reflejada en los mitos y leyendas. Entre los griegos corría la fábula de Pandora y su caja. Pandora, la primera mujer, había recibido una caja, que tenía prohibido abrir. Naturalmente, se apresuró a abrirla, y entonces vio en ella toda clase de espíritus: de la enfermedad, el hambre, el odio y otros obsequios del Maligno, los cuales, al escapar, asolaron el mundo desde entonces.

En la historia bíblica de la tentación de Eva, no cabe duda de que la serpiente tuvo la tarea más fácil del mundo. En realidad podía haberse ahorrado sus palabras tentadoras: la curiosidad de Eva la habría conducido a probar el fruto prohibido, incluso sin tentación alguna. Si deseáramos interpretar alegóricamente este pasaje de la Biblia, podríamos representar a Eva de pie bajo el árbol, con el fruto prohibido en la mano, y la serpiente enrollada en torno a la rama podría llevar este letrero: «Curiosidad.»

Aunque la curiosidad, como cualquier otro impulso humano, ha sido utilizada en forma innoble —la invasión en la vida privada, que ha dado a la palabra su absorbente y peyorativo sentido—, sigue siendo una de las más nobles propiedades de la mente humana. En su definición más simple y pura es «el deseo de conocer».

Este deseo encuentra su primera expresión en respuestas a las necesidades prácticas de la vida humana: cómo plantar y cultivar mejor las cosechas; cómo fabricar mejores arcos y flechas; cómo tejer mejor el vestido, o sea, las «Artes Aplicadas». Pero, ¿qué ocurre una vez dominadas estas tareas, comparativamente limitadas, o satisfechas las necesidades prácticas? Inevitablemente, el deseo de conocer impulsa a realizar actividades menos limitadas y más complejas.

Parece evidente que las «Bellas Artes» (destinadas sólo a satisfacer unas necesidades de tipo espiritual) nacieron en la agonía del aburrimiento. Si nos lo proponemos, tal vez podamos hallar fácilmente unos usos más pragmáticos y más nuevas excusas para las Bellas Artes. Las pinturas y estatuillas fueron utilizadas, por ejemplo, como amuletos de fertilidad y como símbolos religiosos. Pero no se puede evitar la sospecha de que primero existieron estos objetos, y de que luego se les dio esta aplicación.

Decir que las Bellas Artes surgieron de un sentido de la belleza, puede equivaler también a querer colocar el carro delante del caballo. Una vez que se hubieron desarrollado las Bellas Artes, su extensión y refinamiento hacia la búsqueda de la Belleza podría haber seguido como una consecuencia inevitable; pero aunque esto no hubiera ocurrido, probablemente se habrían desarrollado también las Bellas Artes.

Seguramente se anticiparon a cualquier posible necesidad o uso de las mismas. Tengamos en cuenta, por ejemplo, como una posible causa de su nacimiento, la elemental necesidad de tener ocupada la mente.

Pero lo que ocupa la mente de una forma satisfactoria no es sólo la creación de una obra de arte, pues la contemplación o la apreciación de dicha obra brinda al espectador un servicio similar. Una gran obra de arte es grande precisamente porque nos ofrece una clase de estímulo que no podemos hallar en ninguna otra parte. Contiene bastantes datos de la suficiente complejidad como para incitar al cerebro a esforzarse en algo distinto de las necesidades usuales, y, a menos que se trate de una persona desesperadamente arruinada por la estupidez o la rutina, este ejercicio es placentero.

Pero si la práctica de las Bellas Artes es una solución satisfactoria para el problema del ocio, también tiene sus desventajas: requiere, además de una mente activa y creadora, destreza física. También es interesante cultivar actividades que impliquen sólo a la mente, sin el suplemento de un trabajo manual especializado. Y, por supuesto, tal actividad es provechosa. Consiste en el cultivo del conocimiento por sí mismo, no con objeto de hacer algo con él, sino por el propio placer de la causa.

Así, pues, el deseo de conocer parece conducir a una serie de sucesivos reinos cada vez más etéreos y a una más eficiente ocupación de la mente, desde la facultad de adquirir lo simplemente útil, hasta el conocimiento de lo estético, o sea, hasta el conocimiento «puro».

Por sí mismo, el conocimiento busca sólo resolver cuestiones tales como «¿A qué altura está el firmamento?», o «¿Por qué cae una piedra?». Esto es la curiosidad pura, la curiosidad en su aspecto más estéril y, tal vez por ello, el más perentorio. Después de todo, no sirve más que al aparente propósito de saber la altura a que está el cielo y por qué caen las piedras. El sublime firmamento no acostumbra interferirse en los asuntos corrientes de la vida, y, por lo que se refiere a la piedra, el saber por qué cae no nos ayuda a esquivarla más diestramente o a suavizar su impacto en el caso de que se nos venga encima. No obstante, siempre ha habido personas que se han interesado por preguntas tan aparentemente inútiles y han tratado de contestarlas sólo con el puro deseo de conocer, por la absoluta necesidad de mantener el cerebro trabajando.

El mejor método para enfrentarse con tales interrogantes consiste en elaborar una respuesta estéticamente satisfactoria, respuesta que debe tener las suficientes analogías con lo que ya se conoce como para ser comprensible y plausible. La expresión «elaborar» es más bien gris y poco romántica. Los antiguos gustaban de considerar el proceso del descubrimiento como la inspiración de las musas o la revelación del cielo. En todo caso, fuese inspiración o revelación, o bien se tratara de la clase de actividad creadora que desembocaba en el relato de leyendas, sus explicaciones dependían, en gran medida, de la analogía. El rayo, destructivo y terrorífico, sería lanzado, a fin de cuentas, como un arma, y a juzgar por el daño que causa parece como si se tratara realmente de un arma arrojadiza, de inusitada violencia. Semejante arma debe de ser lanzada por un ente proporcionado a la potencia de la misma, y por eso el trueno se transforma en el martillo de Thor, y el rayo en la centelleante lanza de Zeus. El arma sobrenatural es manejada siempre por un hombre sobrenatural.

Así nació el mito. Las fuerzas de la Naturaleza fueron personificadas y deificadas. Los mitos se interinfluyeron a lo largo de la Historia, y las sucesivas generaciones de relatores los aumentaron y corrigieron, hasta que su origen quedó oscurecido. Algunos degeneraron en agradables historietas (o en sus contrarias), en tanto que otras ganaron un contenido ético lo suficientemente importante como para hacerlas significativas dentro de la estructura de una religión mayor.

Con la mitología ocurre lo mismo que con el Arte, que puede ser pura o aplicada. Los mitos se mantuvieron por su encanto estético, o bien se emplearon para usos físicos. Por ejemplo, los primeros campesinos sintiéronse muy preocupados por el fenómeno de la lluvia y por qué caía tan caprichosamente. La fertilizante lluvia representaba, obviamente, una analogía con el acto sexual, y, personificando a ambos (cielo y

tierra), el hombre halló una fácil interpretación del porqué llueve o no. Las diosas terrenas, o el dios del cielo, podían estar halagados u ofendidos, según las circunstancias. Una vez aceptado este mito, los campesinos encontraron una base plausible para producir la lluvia. Literalmente, aplacando, con los ritos adecuados, al dios enfurecido. Estos ritos pudieron muy bien ser de naturaleza orgiástica, en un intento de influir con el ejemplo sobre el cielo y la tierra.

Los griegos

Los mitos griegos figuran entre los más bellos y sofisticados de nuestra herencia literaria y cultural. Pero se da el caso de que los griegos fueron también quienes, a su debido tiempo, introdujeron el camino opuesto de la observación del Universo, a saber, la contemplación de éste como algo impersonal e inanimado. Para los creadores de mitos, cada aspecto de la Naturaleza era esencialmente humano en su imprevisibilidad. A pesar de la fuerza y la majestad de su personificación y de los poderes que pudieron tener Zeus, o Marduk, u Odín, éstos se mostraban, también como simples hombres, frívolos, caprichosos, emotivos, capaces de adoptar una conducta violenta por razones fútiles, y susceptibles a los halagos infantiles. Mientras el Universo estuviera bajo el control de unas deidades tan arbitrarias y de relaciones tan imprevisibles, no había posibilidades de comprenderlo; sólo existía la remota esperanza de aplacarlo. Pero, desde el nuevo punto de vista de los pensadores griegos más tardíos, el Universo era una máquina gobernada por leyes inflexibles. Así, pues, los filósofos griegos se entregaron desde entonces al excitante ejercicio intelectual de tratar de descubrir hasta qué punto existían realmente leyes en la Naturaleza.

El primero en afrontar este empeño, según la tradición griega, fue Tales de Mileto hacia el 600 a. de J.C. Aunque sea dudoso el enorme número de descubrimientos que le atribuyó la posteridad, es muy posible que fuese el primero en llevar al mundo helénico el abandonado conocimiento babilónico. Su hazaña más espectacular consistió en predecir un eclipse para el año 585 a. de J.C., fenómeno que se produjo en la fecha prevista.

Comprometidos en su ejercicio intelectual, los griegos presumieron, por supuesto, que la Naturaleza jugaría limpio; ésta, si era investigada en la forma adecuada, mostraría sus secretos, sin cambiar la posición o la actitud en mitad del juego. (Miles de años más tarde, Albert Einstein expresó también esta creencia al afirmar: «Dios puede ser sutil, pero no malicioso.») Por otra parte, creíase que las leyes naturales, cuando son halladas, pueden ser comprensibles. Este optimismo de los griegos no ha abandonado nunca a la raza humana.

Con la confianza en el juego limpio de la Naturaleza, el hombre necesitaba conseguir un sistema ordenado para aprender la forma de determinar, a partir de los datos observados, las leyes subyacentes. Progresar desde un punto hasta otro, estableciendo líneas de argumentación, supone utilizar la «razón». Un individuo que razona puede utilizar la «intuición» para guiarse en su búsqueda de respuestas, mas para apoyar su teoría deberá confiar, al fin, en una lógica estricta. Para tomar un ejemplo simple: si el coñac con agua, el whisky con agua, la vodka con agua o el ron con agua son brebajes intoxicantes, puede uno llegar a la conclusión que el factor intoxicante debe ser el ingrediente que estas bebidas tienen en común, o sea, el agua. Aunque existe cierto error en este razonamiento, el fallo en la lógica no es inmediatamente obvio, y, en casos más sutiles, el error puede ser, de hecho, muy difícil de descubrir.

El descubrimiento de los errores o falacias en el razonamiento ha ocupado a los pensadores desde los tiempos griegos hasta la actualidad. Y por supuesto que debemos los primeros fundamentos de la lógica sistemática a Aristóteles de Estagira, el cual, en el siglo IV a. de J.C., fue el primero en resumir las reglas de un razonamiento riguroso.

En el juego intelectual hombre-Naturaleza se dan tres premisas: La primera, recoger las informaciones acerca de alguna faceta de la Naturaleza; la segunda, organizar estas observaciones en un orden preestablecido. (La organización no las altera, sino que se limita a colocarlas para hacerlas aprehensibles más fácilmente. Esto se ve claro,

por ejemplo, en el juego del bridge, en el que, disponiendo la mano por palos y por orden de valores, no se cambian las cartas ni se pone de manifiesto cuál será la mejor forma de jugarlo, pero sí se facilita un juego lógico.) Y, finalmente, tenemos la tercera, que consiste en deducir, de su orden preestablecido de observaciones, algunos principios que la resuman.

Por ejemplo, podemos observar que el mármol se hunde en el agua, que la madera flota, que el hierro se hunde, que una pluma flota, que el mercurio se hunde, que el aceite de oliva flota, etc. Si ponemos en una lista todos los objetos que se hunden y en otra todos los que flotan, y buscamos una característica que distinga a todos los objetos de un grupo de los de otro, llegaremos a la conclusión de que los objetos pesados se hunden en el agua, mientras que los ligeros flotan.

Esta nueva forma de estudiar el Universo fue denominada por los griegos *Philosophia* (Filosofía), voz que significa «amor al conocimiento» o, en una traducción libre, «deseo de conocer».

Geometría y Matemáticas

Los griegos consiguieron en Geometría sus éxitos más brillantes, éxitos que pueden atribuirse, principalmente, a su desarrollo de dos técnicas: la abstracción y la generalización.

Veamos un ejemplo: Los agrimensores egipcios habían hallado un sistema práctico de obtener un ángulo recto: dividían una cuerda en 12 partes iguales y formaban un triángulo, en el cual, tres partes de la cuerda constituían un lado; cuatro partes, otro, y cinco partes, el tercero (el ángulo recto se constituía cuando el lado de tres unidades se unía con el de cuatro). No existe ninguna información acerca de cómo descubrieron este método los egipcios, y, aparentemente, su interés no fue más allá de esta utilización. Pero los curiosos griegos siguieron esta senda e investigaron por qué tal triángulo debía contener un ángulo recto. En el curso de sus análisis llegaron a descubrir que, en sí misma, la construcción física era solamente incidental; no importaba que el triángulo estuviera hecho de cuerda, o de lino, o de tablillas de madera. Era simplemente una propiedad de las «líneas rectas», que se cortaban formando ángulos. Al concebir líneas rectas ideales independientes de toda comprobación física y que pudieran existir sólo en la mente, dieron origen al método llamado *abstracción,* que consiste en despreciar los aspectos no esenciales de un problema y considerar sólo las propiedades necesarias para la solución del mismo.

Los geómetras griegos dieron otro paso adelante al buscar soluciones generales para las distintas clases de problemas, en lugar de tratar por separado cada uno de ellos. Por ejemplo, se pudo descubrir, gracias a la experiencia, que un ángulo recto aparece no sólo en los triángulos que tienen lados de 3, 4 y 5 m de longitud, sino también en los de 5, 12 y 13 y en los de 7, 24 y 25 m. Pero éstos eran sólo números, sin ningún significado. ¿Podría hallarse alguna propiedad común que describiera todos los triángulos rectángulos? Mediante detenidos razonamientos, los griegos demostraron que un triángulo era rectángulo únicamente en el caso de que las longitudes de los lados estuvieran en relación de $x^2 + y^2 = z^2$, donde z es la longitud del lado más largo. El ángulo recto se formaba al unirse los lados de longitud x. e y. Por este motivo, para el triángulo con lados de 3, 4 y 5 m, al elevar al cuadrado su longitud daba por resultado 9 + 16 = 25. Y al hacer lo mismo con los de 5, 12 y 13, se tenía 25 + 144 = 169. Y, por último, procediendo de idéntica forma con los de 7, 24 y 25, se obtenía 49 + 576 = 625. Éstos son únicamente tres casos de entre una infinita posibilidad de ellos, y, como tales, intrascendentes. Lo que intrigaba a los griegos era el descubrimiento de una prueba de que la relación debía satisfacerse en todos los casos. Y prosiguieron el estudio de la Geometría como un medio sutil para descubrir y formular generalizaciones.

Varios matemáticos griegos aportaron pruebas de las estrechas relaciones que existían entre las líneas y los puntos de las figuras geométricas. La que se refería al triángulo rectángulo fue, según la opinión general, elaborada por Pitágoras de Samos hacia el 525 a. de J.C., por lo que aún se llama, en su honor, *teorema de Pitágoras.*

Aproximadamente en el año 300 a. de J.C., Euclides recopiló los teoremas matemáticos conocidos en su tiempo y los dispuso en un orden razonable, de forma que cada uno pudiera demostrarse utilizando teoremas previamente demostrados. Como es natural, este sistema se remontaba siempre a algo indemostrable: si cada teorema tenía que ser probado con ayuda de otro ya demostrado, ¿cómo podría demostrarse el teorema número 1? La solución consistió en empezar por establecer unas verdades tan obvias y aceptables por todos, que no necesitaran su demostración. Tal afirmación fue llamada «axioma». Euclides procuró reducir a unas cuantas afirmaciones simples los axiomas aceptados hasta entonces. Sólo con estos axiomas pudo construir el intrincado y maravilloso sistema de la *geometría euclídea.* Nunca con tan poco se construyó tanto y tan correctamente, por lo que, como recompensa, el libro de texto de Euclides ha permanecido en uso, apenas con la menor modificación, durante más de 2.000 años.

El proceso deductivo

Elaborar un cuerpo doctrinal como consecuencia inevitable de una serie de axiomas («deducción») es un juego atractivo. Los griegos, alentados por los éxitos de su Geometría, se entusiasmaron con él hasta el punto de cometer dos serios errores.

En primer lugar, llegaron a considerar la deducción como el único medio respetable de alcanzar el conocimiento. Tenían plena conciencia de que, para ciertos tipos de conocimiento, la deducción resultaba inadecuada; por ejemplo, la distancia desde Corinto a Atenas no podía ser deducida a partir de principios abstractos, sino que forzosamente tenía que ser medida. Los griegos no tenían inconveniente en observar la Naturaleza cuando era necesario. No obstante, siempre se avergonzaron de esta necesidad, y consideraban que el conocimiento más excelso era simplemente el elaborado por la actividad mental. Tendieron a subestimar aquel conocimiento que estaba demasiado directamente implicado en la vida diaria. Según se dice, un alumno de Platón, mientras recibía instrucción matemática de su maestro, preguntó al final, impacientemente:

—Mas, ¿para qué sirve todo esto?

Platón, muy ofendido, llamó a un esclavo y le ordenó que entregara una moneda al estudiante.

—Ahora —dijo— no podrás decir que tu instrucción no ha servido en realidad para nada.

Y, con ello, el estudiante fue despedido.

Existe la creencia general de que este sublime punto de vista surgió como consecuencia de la cultura esclavista de los griegos, en la cual todos los asuntos prácticos quedaban confiados a los sirvientes. Tal vez sea cierto, pero yo me inclino por el punto de vista según el cual los griegos sentían y practicaban la Filosofía como un deporte, un juego intelectual. Consideramos al aficionado a los deportes como a un caballero, socialmente superior al profesional que vive de ellos. Dentro de este concepto de la puridad, tomamos precauciones casi ridículas para asegurarnos de que los participantes en los Juegos Olímpicos están libres de toda mácula de profesionalismo. De forma similar, la racionalización griega por el «culto a lo inútil» puede haberse basado en la impresión de que el hecho de admitir que el conocimiento mundano —tal como la distancia desde Atenas a Corinto— nos introduce en el conocimiento abstracto, era como aceptar que la imperfección nos lleva al Edén de la verdadera Filosofía. No obstante la racionalización, los pensadores griegos se vieron seriamente limitados por esta actitud. Grecia no fue estéril por lo que se refiere a contribuciones prácticas a la civilización, pese a lo cual, hasta su máximo ingeniero, Arquímedes de Siracusa, rehusó escribir acerca de sus investigaciones prácticas y descubrimientos; para mantener su *status* de aficionado, transmitió sus hallazgos sólo en forma de Matemáticas puras. Y la carencia de interés por las cosas terrenas —en la invención, en el experimento y en el estudio de la Naturaleza— fue sólo uno de los factores que limitó el pensamiento griego. El énfasis puesto por los griegos sobre el

estudio puramente abstracto y formal —en realidad, sus éxitos en Geometría— los condujo a su segundo gran error y, eventualmente, a la desaparición final.

Seducidos por el éxito de los axiomas en el desarrollo de un sistema geométrico, los griegos llegaron a considerarlos como «verdades absolutas» y a suponer que otras ramas del conocimiento podrían desarrollarse a partir de similares «verdades absolutas». Por este motivo, en la Astronomía tomaron como axiomas las nociones de que: 1) La Tierra era inmóvil y, al mismo tiempo, el centro del Universo. 2) En tanto que la Tierra era corrupta e imperfecta, los cielos eran eternos, inmutables y perfectos. Dado que los griegos consideraban el círculo como la curva perfecta, y teniendo en cuenta que los cielos eran también perfectos, dedujeron que todos los cuerpos celestes debían moverse formando círculos alrededor de la Tierra. Con el tiempo, sus observaciones (procedentes de la navegación y del calendario) mostraron que los planetas no se movían en círculos perfectos y, por tanto, se vieron obligados a considerar que realizaban tales movimientos en combinaciones cada vez más complicadas de círculos, lo cual fue formulado, como un sistema excesivamente complejo, por Claudio Ptolomeo, en Alejandría, hacia el 150 de nuestra Era. De forma similar, Aristóteles elaboró caprichosas teorías acerca del movimiento a partir de axiomas «evidentes por sí mismos», tales como la afirmación de que la velocidad de caída de un objeto era proporcional a su peso. (Cualquiera podía ver que una piedra caía más rápidamente que una pluma.)

Así, con este culto a la deducción partiendo de los axiomas evidentes por sí mismos, se corría el peligro de llegar a un callejón sin salida. Una vez los griegos hubieron hecho todas las posibles deducciones a partir de los axiomas, parecieron quedar fuera de toda duda ulteriores descubrimientos importantes en Matemáticas o Astronomía. El conocimiento filosófico se mostraba completo y perfecto, y, durante cerca de 2.000 años después de la Edad de Oro de los griegos, cuando se planteaban cuestiones referentes al Universo material, tendíase a zanjar los asuntos a satisfacción de todo el mundo mediante la fórmula: «Aristóteles dice...», o «Euclides afirma...».

El Renacimiento y Copémico

Una vez resueltos los problemas de las Matemáticas y la Astronomía, los griegos irrumpieron en campos más sutiles y desafiantes del conocimiento. Uno de ellos fue el referente al alma humana.

Platón sintióse más profundamente interesado por cuestiones tales como: «¿Qué es la justicia?», o «¿Qué es la virtud?», antes que por los relativos al hecho de por qué caía la lluvia o cómo se movían los planetas. Como supremo filósofo moral de Grecia, superó a Aristóteles, el supremo filósofo natural. Los pensadores griegos del período romano se sintieron también atraídos, con creciente intensidad, hacia las sutiles delicadezas de la Filosofía moral, y alejados de la aparente esterilidad de la Filosofía natural. El último desarrollo en la Filosofía antigua fue un excesivamente místico «neoplatonismo», formulado por Plotino hacia el 250 de nuestra Era.

El cristianismo, al centrar la atención sobre la naturaleza de Dios y su relación con el hombre, introdujo una dimensión completamente nueva en la materia objeto de la Filosofía moral, e incrementó su superioridad sobre la Filosofía natural, al conferirle rango intelectual. Desde el año 200 hasta el 1200 de nuestra Era, los europeos se rigieron casi exclusivamente por la Filosofía moral, en particular, por la Teología. La Filosofía natural fue casi literalmente olvidada.

No obstante, los árabes consiguieron preservar a Aristóteles y Ptolomeo a través de la Edad Media, y, gracias a ellos, la Filosofía natural griega, eventualmente filtrada, volvió a la Europa Occidental. En el año 1200 fue redescubierto Aristóteles. Adicionales inspiraciones llegaron del agonizante Imperio bizantino, el cual fue la última región europea que mantuvo una continua tradición cultural desde los tiempos de esplendor de Grecia.

La primera y más natural consecuencia del redescubrimiento de Aristóteles fue la aplicación de su sistema de lógica y razón a la Teología. Alrededor del 1250, el teólogo

italiano Tomás de Aquino estableció el sistema llamado «tomismo», basado en los principios aristotélicos, el cual representa aún la Teología básica de la Iglesia Católica Romana. Pero los hombres empezaron también pronto a aplicar el resurgimiento del pensamiento griego a campos más pragmáticos.

Debido a que los maestros del Renacimiento trasladaron el centro de atención de los temas teológicos a los logros de la Humanidad, fueron llamados «humanistas», y el estudio de la Literatura, el Arte y la Historia es todavía conocido con el nombre conjunto de «Humanidades».

Los pensadores del Renacimiento aportaron una perspectiva nueva a la Filosofía natural de los griegos, perspectiva no demasiado satisfactoria para los viejos puntos de vista. En 1543, el astrónomo polaco Nicolás Copérnico publicó un libro en el que fue tan lejos que llegó incluso a rechazar un axioma básico de la Astronomía. Afirmó que el Sol, y no la Tierra, debía de ser considerado como el centro del Universo. (Sin embargo, mantenía aún la noción de las órbitas circulares para la Tierra y los demás planetas.) Este nuevo axioma permitía una explicación mucho más simple de los movimientos observados en los cuerpos celestes. Ya que el axioma de Copérnico referente a una Tierra en movimiento era mucho menos «evidente por sí mismo» que el axioma griego de una Tierra inmóvil, no es sorprendente que transcurriera casi un siglo antes de que fuera aceptada la teoría de Copérnico.

En cierto sentido, el sistema copernicano no representaba un cambio crucial. Copérnico se había limitado a cambiar axiomas; y Aristarco de Samos había anticipado ya este cambio, referente al Sol como centro, 2.000 años antes. Pero téngase en cuenta que cambiar un axioma no es algo sin importancia. Cuando los matemáticos del siglo XIX cambiaron los axiomas de Euclides y desarrollaron «geometrías no euclídeas» basadas en otras premisas, influyeron más profundamente el pensamiento en muchos aspectos. Hoy, la verdadera historia y forma del Universo sigue más las directrices de una geometría no euclídea (la de Riemann) que las de la «evidente» geometría de Euclides. Pero la revolución iniciada por Copérnico suponía no sólo un cambio de los axiomas, sino que representaba también un enfoque totalmente nuevo de la Naturaleza. Paladín en esta revolución fue el italiano Galileo Galilei.

Experimentación e inducción

Por muchas razones los griegos se habían sentido satisfechos al aceptar los hechos «obvios» de la Naturaleza como puntos de partida para su razonamiento. No existe ninguna noticia relativa a que Aristóteles dejara caer dos piedras de distinto peso, para demostrar su teoría de que la velocidad de caída de un objeto era proporcional a su peso. A los griegos les pareció irrelevante este experimento. Se interfería en la belleza de la pura deducción y se alejaba de ella. Por otra parte, si un experimento no estaba de acuerdo con una deducción, ¿podía uno estar cierto de que el experimento se había realizado correctamente? Era plausible que el imperfecto mundo de la realidad hubiese de encajar completamente en el mundo perfecto de las ideas abstractas, y si ello no ocurría, ¿debía ajustarse lo perfecto a las exigencias de lo imperfecto? Demostrar una teoría perfecta con instrumentos imperfectos no interesó a los filósofos griegos como una forma válida de adquirir el conocimiento.

La experimentación empezó a hacerse filosóficamente respetable en Europa con la aportación de filósofos tales como Roger Bacon (un contemporáneo de Tomás de Aquino) y su ulterior homónimo Francis Bacon. Pero fue Galileo quien acabó con tal teoría de los griegos y efectuó la revolución. Era un lógico convincente y genial publicista. Describía sus experimentos y sus puntos de vista de forma tan clara y espectacular, que conquistó a la comunidad erudita europea. Y sus métodos fueron aceptados, junto con sus resultados.

Según las historias más conocidas acerca de su persona, Galileo puso a prueba las teorías aristotélicas de la caída de los cuerpos consultando la cuestión directamente a partir de la Naturaleza y de una forma cuya respuesta pudo escuchar toda Europa. Se afirma que subió a la cima de la torre inclinada de Pisa y dejó caer una esfera de 5 kilos de peso, junto con otra esfera de medio kilo; el impacto de las dos bolas al

golpear la tierra a la vez terminó con los físicos aristotélicos.

Galileo no realizó probablemente este singular experimento, pero el hecho es tan propio de sus espectaculares métodos, que no debe extrañar que fuese creído a través de los siglos.

Galileo debió, sin duda, de echar a rodar las bolas hacia abajo sobre planos inclinados, para medir la distancia que cubrían aquéllas en unos tiempos dados. Fue el primero en realizar experimentos cronometrados y en utilizar la medición de una forma sistemática.

Su revolución consistió en situar la «inducción» por encima de la deducción, como el método lógico de la Ciencia. En lugar de deducir conclusiones a partir de una supuesta serie de generalizaciones, el método inductivo toma como punto de partida las observaciones, de las que deriva generalizaciones (axiomas, si lo preferimos así). Por supuesto que hasta los griegos obtuvieron sus axiomas a partir de la observación; el axioma de Euclides según el cual la línea recta es la distancia más corta entre dos puntos, fue un juicio intuitivo basado en la experiencia. Pero en tanto que el filósofo griego minimizó el papel desempeñado por la inducción, el científico moderno considera ésta como el proceso esencial de la adquisición del conocimiento, como la única forma de justificar las generalizaciones. Además, concluye que no puede sostenerse ninguna generalización, a menos que sea comprobada una y otra vez por nuevos y más nuevos experimentos, es decir, si resiste los embates de un proceso de inducción siempre renovada.

Este punto de vista general es exactamente lo opuesto al de los griegos. Lejos de ver el mundo real como una representación imperfecta de la verdad ideal, nosotros consideramos las generalizaciones sólo como representaciones imperfectas del mundo real. Sea cual fuere el número de pruebas inductivas de una generalización, ésta podrá ser completa y absolutamente válida. Y aunque millones de observadores tiendan a afirmar una generalización, una sola observación que la contradijera o mostrase su inconsistencia, debería inducir a modificarla. Y sin que importe las veces que una teoría haya resistido las pruebas de forma satisfactoria, no puede existir ninguna certeza de que no será destruida por la observación siguiente.

Por tanto, ésta es la piedra angular de la moderna Filosofía de la Naturaleza. Significa que no hay que enorgullecerse de haber alcanzado la última verdad. De hecho, la frase «última verdad» se transforma en una expresión carente de significado, ya que no existe por ahora ninguna forma que permita realizar suficientes observaciones como para alcanzar la verdad cierta, y, por tanto, «última». Los filósofos griegos no habían reconocido tal limitación. Además, afirmaban que no existía dificultad alguna en aplicar exactamente el mismo método de razonamiento a la cuestión: «¿Qué es la justicia?», que a la pregunta: «¿Qué es la materia?» Por su parte, la Ciencia moderna establece una clara distinción entre ambos tipos de interrogantes. El método inductivo no puede hacer generalizaciones acerca de lo que no puede observar, y, dado que la naturaleza del alma humana, por ejemplo, no es observable todavía por ningún método directo, el asunto queda fuera de la esfera del método inductivo.

La victoria de la Ciencia moderna no fue completa hasta que estableció un principio más esencial, o sea, el intercambio de información libre y cooperador entre todos los científicos. A pesar de que esta necesidad nos parece ahora evidente, no lo era tanto para los filósofos de la Antigüedad y para los de los tipos medievales. Los pitagóricos de la Grecia clásica formaban una sociedad secreta, que guardaba celosamente para sí sus descubrimientos matemáticos. Los alquimistas de la Edad Media hacían deliberadamente oscuros sus escritos para mantener sus llamados «hallazgos» en el interior de un círculo lo más pequeño y reducido posible. En el siglo XVI, el matemático italiano Nicoló Tartaglia, quien descubrió un método para resolver ecuaciones de tercer grado, no consideró inconveniente tratar de mantener su secreto. Cuando Jerónimo Cardano, un joven matemático, descubrió el secreto de Tartaglia y lo publicó como propio, Tartaglia, naturalmente, sintióse ultrajado, pero aparte la traición de Cardano al reclamar el éxito para él mismo, en realidad mostróse correcto al manifestar que un descubrimiento de este tipo tenía que ser publicado.

Hoy no se considera como tal ningún descubrimiento científico si se mantiene en secreto. El químico inglés Robert Boyle, un siglo después de Tartaglia y Cardano, subrayó la importancia de publicar con el máximo detalle todas las observaciones científicas. Además, una observación o un descubrimiento nuevo no tiene realmente validez, aunque se haya publicado, hasta que por lo menos otro investigador haya repetido y «confirmado» la observación. Hoy la Ciencia no es el producto de los individuos aislados, sino de la «comunidad científica».

Uno de los primeros grupos —y, sin duda, el más famoso— en representar tal comunidad científica fue la «Royal Society of London for Improving Natural Knowledge» (Real Sociedad de Londres para el Desarrollo del Conocimiento Natural), conocida en todo el mundo, simplemente, por «Royal Society». Nació, hacia 1645, a partir de reuniones informales de un grupo de caballeros interesados en los nuevos métodos científicos introducidos por Galileo. En 1660, la «Society» fue reconocida formalmente por el rey Carlos II de Inglaterra.

Los miembros de la «Royal Society» se reunían para discutir abiertamente sus hallazgos y descubrimientos, escribían artículos —más en inglés que en latín— y proseguían animosamente sus experimentos. Sin embargo, se mantuvieron a la defensiva hasta bien superado el siglo XVII. La actitud de muchos de sus contemporáneos eruditos podría ser representada con un dibujo, en cierto modo de factura moderna, que mostrase las sublimes figuras de Pitágoras, Euclides y Aristóteles mirando altivamente hacia abajo, a unos niños jugando a las canicas y cuyo título fuera: «La *Royal Society.*»

Esta mentalidad cambió gracias a la obra de Isaac Newton, el cual fue nombrado miembro de la «Society». A partir de las observaciones y conclusiones de Galileo, del astrónomo danés Tycho Brahe y del astrónomo alemán Johannes Kepler —quien había descrito la naturaleza elíptica de las órbitas de los planetas—, Newton llegó, por inducción, a sus tres leyes simples de movimiento y a su mayor generalización fundamental: ley de la gravitación universal. El mundo erudito quedó tan impresionado por este descubrimiento, que Newton fue idolatrado, casi deificado, ya en vida. Este nuevo y majestuoso Universo, construido sobre la base de unas pocas y simples presunciones, hacía aparecer ahora a los filósofos griegos como muchachos jugando con canicas. La revolución que iniciara Galileo a principios del siglo XVII, fue completada, espectacularmente, por Newton, a finales del mismo siglo.

Ciencia moderna

Sería agradable poder afirmar que la Ciencia y el hombre han vivido felizmente juntos desde entonces. Pero la verdad es que las dificultades que oponían a ambos estaban sólo en sus comienzos. Mientras la Ciencia fue deductiva, la Filosofía natural pudo formar parte de la cultura general de todo hombre educado. Pero la Ciencia inductiva representaba una labor inmensa, de observación, estudio y análisis. Y dejó de ser un juego para aficionados. Así, la complejidad de la Ciencia se intensificó con las décadas. Durante el siglo posterior a Newton, era posible todavía, para un hombre de grandes dotes, dominar todos los campos del conocimiento científico. Pero esto resultó algo enteramente impracticable a partir de 1800. A medida que avanzó el tiempo, cada vez fue más necesario para el científico limitarse a una parte del saber, si deseaba profundizar intensamente en él. Se impuso la especialización en la Ciencia, debido a su propio e inexorable crecimiento. Y con cada generación de científicos, esta especialización fue creciendo e intensificándose cada vez más.

Las comunicaciones de los científicos referentes a su trabajo individual nunca han sido tan copiosas ni tan incomprensibles para los profanos. Se ha establecido un léxico de entendimiento válido sólo para los especialistas. Esto ha supuesto un grave obstáculo para la propia Ciencia, para los adelantos básicos en el conocimiento científico, que, a menudo, son producto de la mutua fertilización de los conocimientos de las diferentes especialidades. Y, lo cual es más lamentable aún, la Ciencia ha perdido progresivamente contacto con los profanos. En tales circunstancias, los científicos han llegado a ser contemplados casi como magos y temidos, en lugar de admirados. Y la impresión de que la Ciencia es algo mágico e incomprensible, alcanzable sólo por unos

cuantos elegidos, sospechosamente distintos de la especie humana corriente, ha llevado a muchos jóvenes a apartarse del camino científico.

Desde la Segunda Guerra Mundial, han aparecido entre los jóvenes unos fuertes sentimientos de abierta hostilidad, incluso entre los educados en las Universidades. Nuestra sociedad industrializada se basa en los específicos descubrimientos de los dos últimos siglos, y nuestra sociedad considera que está acosada por los indeseables efectos secundarios de su auténtico éxito.

La mejora de las técnicas médicas ha aportado un desbocado incremento de población, de industrias químicas y de motores de combustión interna, que están mancillando nuestra agua y nuestro aire, mientras que la demanda de materias primas y de energía está vaciando y destruyendo la corteza terrestre. Y todo esto es fácilmente achacado a la «Ciencia» y a los «científicos» por aquellos que no acaban de entender que cualquier conocimiento puede crear problemas, y no es a través de la ignorancia como se resolverán.

Sin embargo, la ciencia moderna no debe ser necesariamente un misterio tan cerrado para los no científicos. Podría hacerse mucho para salvar el abismo si los científicos aceptaran la responsabilidad de la comunicación —explicando lo realizado en sus propios campos de trabajo, de una forma tan simple y extensa como fuera posible— y si, por su parte, los no científicos aceptaran la responsabilidad de prestar atención. Para apreciar satisfactoriamente los logros en un determinado campo de la Ciencia, no es preciso tener un conocimiento total de la misma. A fin de cuentas, no se ha de ser capaz de escribir una gran obra literaria para poder apreciar a Shakespeare. Escuchar con placer una sinfonía de Beethoven no requiere, por parte del oyente, la capacidad de componer una pieza equivalente. Por el mismo motivo, se puede incluso sentir placer en los hallazgos de la Ciencia, aunque no se haya tenido ninguna inclinación a sumergirse en el trabajo científico creador.

Pero —podríamos preguntarnos— ¿qué se puede hacer en este sentido? La primera respuesta es la de que uno no puede realmente sentirse a gusto en el mundo moderno, a menos que tenga alguna noción inteligente de lo que trata de conseguir la Ciencia. Pero, además, la iniciación en el maravilloso mundo de la Ciencia causa gran placer estético, inspira a la juventud, satisface el deseo de conocer y permite apreciar las magníficas potencialidades y logros de la mente humana.

Sólo teniendo esto presente, emprendí la redacción de este libro.

Primera parte

CIENCIAS FÍSICAS

Capítulo 2

EL UNIVERSO

TAMAÑO DEL UNIVERSO

No existe ninguna indicación en el cielo que permita a un observador casual descubrir su particular lejanía. Los niños no tienen grandes dificultades para aceptar la fantasía de que «la vaca saltó por encima de la luna», o de que «saltó tan alto, que tocó el cielo». Los antiguos griegos, en su estadio mítico, no consideraban ridículo admitir que el cielo descansaba sobre los hombros de Atlas. Según esto, Atlas tendría que haber sido astronómicamente alto, aunque otro mito sugiere lo contrario. Atlas había sido reclutado por Hércules para que le ayudara a realizar el undécimo de sus doce famosos trabajos: ir en busca de las manzanas de oro (¿naranjas?) al jardín de las Hespérides (¿«el lejano oeste» [España]?). Mientras Atlas realizaba la parte de su trabajo, marchando en busca de las manzanas, Hércules ascendió a la cumbre de una montaña y sostuvo el cielo. Aun suponiendo que Hércules fuese un ser de notables dimensiones, no era, sin embargo, un gigante. De esto se deduce que los antiguos griegos admitían con toda naturalidad la idea de que el cielo distaba sólo algunos metros de la cima de las montañas.

Para empezar, no podemos ver como algo ilógica la suposición, en aquellos tiempos, de que el cielo era un toldo rígido en el que los brillantes cuerpos celestes estaban engarzados como diamantes. (Así, la Biblia se refiere al cielo como al «firmamento», voz que tiene la misma raíz latina que «firme».) Ya hacia el siglo VI al IV a. de J.C., los astrónomos griegos se percataron de que debían de existir varios toldos, pues, mientras las estrellas «fijas» se movían alrededor de la Tierra como si formaran un solo cuerpo, sin modificar aparentemente sus posiciones relativas, esto no ocurría con el Sol, la Luna y los cinco brillantes objetos similares a las estrellas (Mercurio, Venus, Marte, Júpiter y Saturno), cada uno de los cuales describía una órbita distinta. Estos siete cuerpos fueron denominados planetas (voz tomada de una palabra griega que significaba «errante»), y parecía evidente que no podían estar unidos a la bóveda estrellada.

Los griegos supusieron que cada planeta estaba situado en una bóveda invisible propia, que dichas bóvedas se hallaban dispuestas concéntricamente, y que la más cercana pertenecía al planeta que se movía más rápidamente. El movimiento más rápido era el de la Luna, que recorría el firmamento en 29 días y medio aproximadamente. Más allá se encontraban, ordenadamente alineados (según suponían los griegos), Mercurio, Venus, el Sol, Marte, Júpiter y Saturno.

Primeras mediciones

La primera medición científica de una distancia cósmica fue realizada, hacia el año 240 a. de J.C., por Eratóstenes de Cirene —director de la Biblioteca de Alejandría, por aquel entonces la institución científica más avanzada del mundo—, quien apreció el hecho de que el 21 de junio, cuando el Sol, al mediodía, se hallaba exactamente en su cénit en la ciudad de Siena (Egipto), no lo estaba también, a la misma hora, en Alejandría, unos 750 km al norte de Siena. Eratóstenes concluyó que la explicación debía de residir en que la superficie de la Tierra, al ser redonda, estaba siempre más lejos del Sol en unos puntos que en otros. Tomando por base la longitud de la sombra de Alejandría, al mediodía en el solsticio, la ya avanzada Geometría pudo responder a la pregunta relativa a la magnitud en que la superficie de la Tierra se curvaba en el trayecto de los 750 km entre Siena y Alejandría. A partir de este valor pudo calcularse la circunferencia y el diámetro de la Tierra, suponiendo que ésta tenía una forma esférica, hecho que los astrónomos griegos de entonces aceptaban sin vacilación (fig. 2.1).

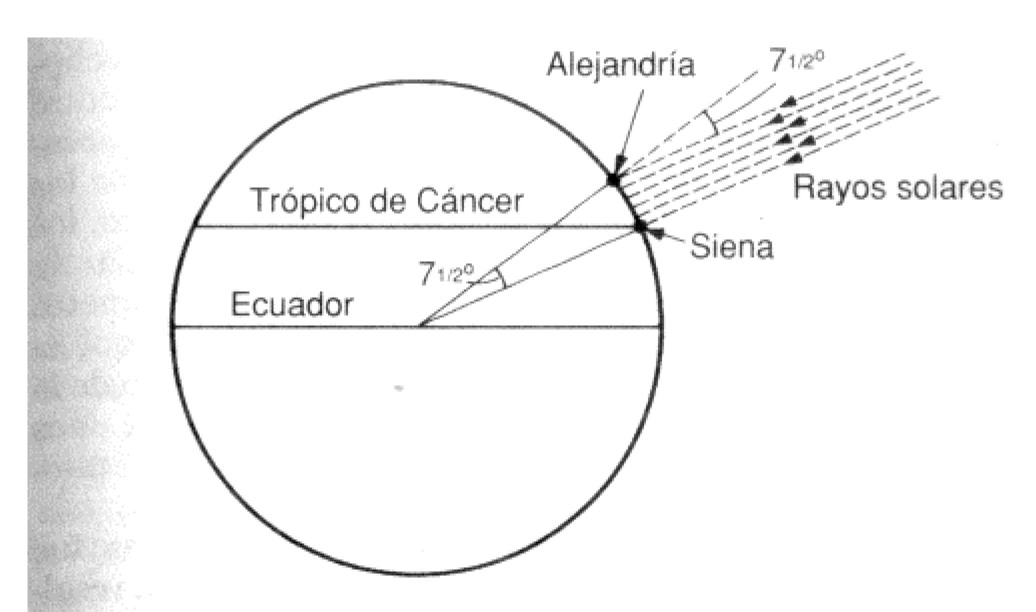


FIG. 2.1. *Eratóstenes midió el tamaño de la Tierra a partir de su curvatura. Al mediodía del 21 de junio, el Sol se halla exactamente en su cenit en Siena, que se encuentra en el Trópico de Cáncer. Pero, en el mismo instante, los rayos solares caen sobre Alejandría, algo más al Norte, formando un ángulo de 7,5° con la vertical y, por lo tanto, determina la expansión de sombra. Eratóstenes efectuó sus cálculos al conocer la distancia entre las dos ciudades y la longitud de la sombra en Alejandría.*

Eratóstenes hizo los correspondientes cálculos (en unidades griegas) y, por lo que podemos juzgar, sus cifras fueron, aproximadamente, de 12.000 km para el diámetro y unos 40.000 para la circunferencia de la Tierra. Así, pues, aunque quizá por casualidad, el cálculo fue bastante correcto. Por desgracia, no prevaleció este valor para el tamaño de la Tierra. Aproximadamente 100 años a. de J.C, otro astrónomo griego, Posidonio de Apamea, repitió la experiencia de Eratóstenes, llegando a la muy distinta conclusión de que la Tierra tenía una circunferencia aproximada de 29.000 km.

Este valor más pequeño fue el que aceptó Ptolomeo y, por tanto, el que se consideró válido durante los tiempos medievales. Colón aceptó también esta cifra y, así, creyó que un viaje de 3.000 millas hacia Occidente lo conduciría al Asia. Si hubiera conocido el tamaño real de la tierra, tal vez no se habría aventurado. Finalmente, en 1521-1523, la flota de Magallanes —o, mejor dicho, el único barco que quedaba de ella— circunnavegó por primera vez la Tierra, lo cual permitió restablecer el valor correcto, calculado por Eratóstenes.

Basándose en el diámetro de la Tierra, Hiparco de Nicea, aproximadamente 150 años a. de J.C., calculó la distancia Tierra-Luna. Utilizó el método que había sido sugerido un siglo antes por Aristarco de Samos, el más osado de los astrónomos griegos, los cuales habían supuesto ya que los eclipses lunares eran debidos a que la Tierra se interponía entre el Sol y la Luna. Aristarco descubrió que la curva de la sombra de la Tierra al cruzar por delante de la Luna indicaba los tamaños relativos de la Tierra y la Luna. A partir de esto, los métodos geométricos ofrecían una forma para calcular la distancia a que se hallaba la Luna, en función del diámetro de la Tierra. Hiparco, repitiendo este trabajo, calculó que la distancia de la Luna a la Tierra era 30 veces el diámetro de la Tierra, esto significaba que la Luna debía de hallarse a unos 348.000 km de la Tierra. Como vemos, este cálculo es también bastante correcto.

Pero hallar la distancia que nos separa de la Luna fue todo cuanto pudo conseguir la Astronomía griega para resolver el problema de las dimensiones del Universo, por lo menos correctamente. Aristarco realizó también un heroico intento por determinar la distancia Tierra-Sol. El método geométrico que usó era absolutamente correcto en teoría, pero implicaba la medida de diferencias tan pequeñas en los ángulos que, sin el uso de los instrumentos modernos, resultó ineficaz para proporcionar un valor

aceptable. Según esta medición, el Sol se hallaba unas 20 veces más alejado de nosotros que la Luna (cuando, en realidad, lo está unas 400 veces más). En lo tocante al tamaño del Sol, Aristarco dedujo —aunque sus cifras fueron también erróneas— que dicho tamaño debía de ser, por lo menos, unas 7 veces mayor que el de la Tierra, señalando a continuación que era ilógico suponer que el Sol, de tan grandes dimensiones, girase en torno a nuestra pequeña Tierra, por lo cual decidió, al fin, que nuestro planeta giraba en torno al Sol.

Por desgracia nadie aceptó sus ideas. Posteriores astrónomos, empezando por Hiparco y acabando por Claudio Ptolomeo, emitieron toda clase de hipótesis acerca de los movimientos celestes, basándose siempre en la noción de una Tierra inmóvil en el centro del Universo, con la Luna a 384.000 km de distancia y otros cuerpos situados más allá de ésta, a una distancia indeterminada. Este esquema se mantuvo hasta 1543, año en que Nicolás Copérnico publicó su libro, el cual volvió a dar vigencia al punto de vista de Aristarco y destronó para siempre a la Tierra de su posición como centro del Universo.

Medición del Sistema Solar

El simple hecho de que el Sol estuviera situado en el centro del Sistema Solar no ayudaba, por sí solo, a determinar la distancia a que se hallaban los planetas. Copérnico adoptó el valor griego aplicado a la distancia Tierra-Luna, pero no tenía la menor idea acerca de la distancia que nos separa del Sol. En 1650, el astrónomo belga Godefroy Wendelin, repitiendo las observaciones de Aristarco con instrumentos más exactos, llegó a la conclusión de que el Sol no se encontraba a una distancia 20 veces superior a la de la Luna (lo cual equivaldría a unos 8 millones de kilómetros), sino 240 veces más alejado (esto es, unos 97 millones de kilómetros). Este valor era aún demasiado pequeño, aunque, a fin de cuentas, se aproximaba más al correcto que el anterior.

Entretanto, en 1609, el astrónomo alemán Johannes Kepler abría el camino hacia las determinaciones exactas de las distancias con su descubrimiento de que las órbitas de los planetas eran elípticas, no circulares. Por vez primera era posible calcular con precisión órbitas planetarias y, además, trazar un mapa, a escala, del Sistema Solar. Es decir, podían representarse las distancias relativas y las formas de las órbitas de todos los cuerpos conocidos en el Sistema. Esto significaba que si podía determinarse la distancia, en kilómetros, entre dos cuerpos cualesquiera del Sistema, también podrían serlo las otras distancias. Por tanto, la distancia al Sol no precisaba ser calculada de forma directa, como habían intentado hacerlo Aristarco y Wendelin. Se podía conseguir mediante la determinación de la distancia de un cuerpo más próximo, como Marte o Venus, fuera del sistema Tierra-Luna.

Un método que permite calcular las distancias cósmicas implica el uso del paralaje. Es fácil ilustrar lo que significa este término. Mantengamos un dedo a unos 8 cm de nuestros ojos, y observémoslo primero con el ojo izquierdo y luego con el derecho. Con el izquierdo lo veremos en una posición, y con el derecho, en otra. El dedo se habrá desplazado de su posición respecto al fondo y al ojo con que se mire, porque habremos modificado nuestro punto de vista. Y si se repite este procedimiento colocando el dedo algo más lejos, digamos con el brazo extendido, el dedo volverá a desplazarse sobre el fondo, aunque ahora no tanto. Así, la magnitud del desplazamiento puede aplicarse en cada caso para determinar la distancia dedo-ojo.

Por supuesto que para un objeto colocado a 15 m, el desplazamiento en la posición, según se observe con un ojo u otro, empezará ya a ser demasiado pequeño como para poderlo medir; entonces necesitamos una «línea de referencia» más amplia que la distancia existente entre ambos ojos. Pero todo cuanto hemos de hacer para ampliar el cambio en el punto de vista es mirar el objeto desde un lugar determinado, luego mover éste unos 6 m hacia la derecha y volver a mirar el objeto. Entonces el paralaje será lo suficientemente grande como para poderse medir fácilmente y determinar la distancia. Los agrimensores recurren precisamente a este método para determinar la distancia a través de una corriente de agua o de un barranco.

El mismo método puede utilizarse para medir la distancia Tierra-Luna, y aquí las estrellas desempeñan el papel de fondo. Vista desde un observatorio en California, por ejemplo, la Luna se hallará en una determinada posición respecto a las estrellas. Pero si la vemos en el mismo momento desde un observatorio en Inglaterra, ocupará una posición ligeramente distinta. Este cambio en la posición, así como la distancia conocida entre los dos observatorios —una línea recta a través de la Tierra— permite calcular los kilómetros que nos separan de la Luna. Por supuesto que podemos aumentar la línea base haciendo observaciones en puntos totalmente opuestos de la Tierra; en este caso, la longitud de la línea base es de unos 12.000 km. El ángulo resultante de paralaje, dividido por 2, se denomina «paralaje geocéntrico».

El desplazamiento en la posición de un cuerpo celeste se mide en grados o subunidades de grado: minutos o segundos. Un grado es la 1/360 parte del círculo celeste; cada grado se divide en 60 minutos de arco, y cada minuto, en 60 segundos de arco. Por tanto, un minuto de arco es 1/(360 x 60) o 1/21.600 de la circunferencia celeste, mientras que un segundo de arco es 1/(21.600 x 60) o 1/1.296.000 de la misma circunferencia.

Con ayuda de la Trigonometría, Claudio Ptolomeo fue capaz de medir la distancia que separa a la Tierra de la Luna a partir de su paralaje, y su resultado concuerda con el valor obtenido previamente por Hiparco. Dedujo que el paralaje geocéntrico de la Luna es de 57 minutos de arco (aproximadamente, 1 grado). El desplazamiento es casi igual al espesor de una moneda de 1 peseta vista a la distancia de 1,5 m. Éste es fácil de medir, incluso a simple vista. Pero cuando medía el paralaje del Sol o de un planeta, los ángulos implicados eran demasiado pequeños. En tales circunstancias sólo podía llegarse a la conclusión de que los otros cuerpos celestes se hallaban situados mucho más lejos que la Luna. Pero nadie podía decir cuánto.

Por sí sola, la Trigonometría no podía dar la respuesta, pese al gran impulso que le habían dado los árabes durante la Edad Media y los matemáticos europeos durante el siglo XVI. Pero la medición de ángulos de paralaje pequeños fue posible gracias a la invención del telescopio, que Galileo fue el primero en construir y que apuntó hacia el cielo en 1609, después de haber tenido noticias de la existencia de un tubo amplificador que había sido construido unos meses antes por un holandés fabricante de lentes.

En 1673, el método del paralaje dejó de aplicarse exclusivamente a la Luna cuando el astrónomo francés, de origen italiano, Jean-Dominique Cassini, obtuvo el paralaje de Marte. En el mismo momento en que determinaba la posición de este planeta respecto a las estrellas, el astrónomo francés Jean Richer, en la Guayana francesa, hacía idéntica observación. Combinando ambas informaciones, Cassini determinó el paralaje y calculó la escala del Sistema Solar. Así obtuvo un valor de 136 millones de kilómetros para la distancia del Sol a la Tierra, valor que, como vemos, era, en números redondos, *un 7 %* menor que el actualmente admitido.

Desde entonces se han medido, con creciente exactitud, diversos paralajes en el Sistema Solar. En 1931, se elaboró un vasto proyecto internacional cuyo objetivo era el de obtener el paralaje de un pequeño planetoide llamado Eros, que en aquel tiempo estaba más próximo a la Tierra que cualquier cuerpo celeste, salvo la Luna. En aquella ocasión, Eros mostraba un gran paralaje, que pudo ser medido con notable precisión, y, con ello, la escala del Sistema Solar se determinó con mayor exactitud de lo que lo había sido hasta entonces.

Gracias a esos cálculos, y con ayuda de métodos más exactos aún que los del paralaje, hoy sabemos la distancia que hay del Sol a la Tierra, la cual es de 150.000.000 de kilómetros, distancia que varía más o menos, teniendo en cuenta que la órbita de la Tierra es elíptica.

Esta distancia media se denomina «unidad astronómica» (U.A.), que se aplica también a otras distancias dentro del Sistema Solar. Por ejemplo, Saturno parece hallarse, por término medio, a unos 1.427 millones de kilómetros del Sol, 6,15 U.A. A medida que se descubrieron los planetas más lejanos —Urano, Neptuno y Plutón—, aumentaron

sucesivamente los límites del Sistema Solar. El diámetro extremo de la órbita de Plutón es de 11.745 millones de kilómetros, o 120 U.A. Y se conocen algunos cometas que se alejan a mayores distancias aún del Sol.

Hacia 1830 se sabía ya que el Sistema Solar se extendía miles de millones de kilómetros en el espacio, aunque, por supuesto, éste no era el tamaño total del Universo. Quedaban aún las estrellas.

Las estrellas más lejanas

Naturalmente, las estrellas podían existir como diminutos objetos situados en la bóveda sólida del firmamento, que constituye las fronteras del Universo exactamente más allá de los límites más alejados del Sistema Solar. Hasta aproximadamente el año 1700, esto constituía un punto de vista más bien respetable, aunque hubiera algunos estudiosos que no se mostrasen de acuerdo.

Incluso ya en 1440, un estudioso alemán, Nicolás de Cusa, mantenía que el espacio era infinito, y que las estrellas eran soles que se extendían más allá, en todas direcciones y sin límites, cada una de ellas con un cortejo de planetas habitados. El que las estrellas no pareciesen soles, sino sólo chispitas de luz, lo atribuía a su gran distancia. Desgraciadamente, Nicolás no tenía pruebas acerca de esos puntos de vista, pero los avanzaba tan sólo meramente como una opinión. La opinión parecía ser disparatada, y se le ignoró.

Sin embargo, en 1718 el astrónomo inglés Edmund Halley, que trabajaba duro para realizar unas determinaciones telescópicas exactas de la posición de varias estrellas en el firmamento, descubrió que tres de las estrellas más brillantes —Sirio, Proción y Arturo— no se hallaban en la posición registrada por los astrónomos griegos. El cambio resultaba demasiado grande para tratarse de un error, incluso dando por supuesto el hecho de que los griegos se vieron forzados a realizar observaciones sin ayuda de instrumentos. Halley llegó a la conclusión de que las estrellas no se hallaban fijas en el firmamento, a fin de cuentas, sino que se movían de una forma independiente como abejas en un enjambre. El movimiento es muy lento y tan imperceptible que, hasta que pudo usarse el telescopio, *parecían* encontrarse fijas.

La razón de que este *movimiento propio* sea tan pequeño, radica en que las estrellas están muy distantes de nosotros. Sirio, Proción y Arturo se encuentran entre las estrellas más cercanas, y sus movimientos propios llegado el momento se hacen detectables. Su relativa proximidad a nosotros es lo que las hace tan brillantes. Las estrellas más apagadas se encuentran mucho más lejos, y sus movimientos siguieron indetectables durante todo el tiempo que transcurrió entre los griegos y nosotros.

Y, aunque el movimiento propio en sí atestigüe acerca de la distancia de las estrellas, realmente no nos da esa distancia. Naturalmente, las estrellas más próximas deben mostrar un paralaje cuando se las compara con otras más distantes. Sin embargo, ese paralaje no puede detectarse. Incluso cuando los astrónomos usaron como línea de referencia el diámetro completo de la órbita terrestre en torno del Sol (229 millones de kilómetros), observando a las estrellas desde los extremos opuestos de la órbita a intervalos de medio año, siguieron sin observar el paralaje. Por lo tanto, esto significaba que incluso las estrellas más cercanas podían hallarse extremadamente distantes. A medida que incluso los telescopios más perfeccionados fracasaron en mostrar un paralaje estelar, la distancia estimada de las estrellas tuvo que incrementarse más y más. Que siguieran siendo visibles incluso a aquellas vastas distancias a las que se les había empujado, dejaba claro que debían ser tremendas esferas de llamas como nuestro propio Sol. Nicolás de Cusa tenía razón.

Pero los telescopios y otros instrumentos siguieron perfeccionándose. En 1830, el astrónomo alemán Friedrich Wilhelm Bessel empleó un aparato recientemente inventado, al que se dio el nombre de «heliómetro» («medidor del Sol») por haber sido ideado para medir con gran precisión el diámetro del Sol. Por supuesto que podía utilizarse también para medir otras distancias en el firmamento, y Bessel lo empleó para calcular la distancia entre dos estrellas. Anotando cada mes los cambios

producidos en esta distancia, logró finalmente medir el paralaje de una estrella (fig. 2.2). Eligió una pequeña de la constelación del Cisne, llamada 61 del Cisne. Y la escogió porque mostraba, con los años, un desplazamiento inusitadamente grande en su posición, comparada con el fondo de las otras estrellas, lo cual podía significar sólo que se hallaba más cerca que las otras. (Este movimiento constante —aunque muy lento— a través del firmamento, llamado «movimiento propio», no debe confundirse con el desplazamiento, hacia delante y atrás, respecto al fondo, que indica el paralaje.) Bessel estableció las sucesivas posiciones de la 61 del Cisne contra las estrellas vecinas «fijas» (seguramente, mucho más distantes) y prosiguió sus observaciones durante más de un año. En 1838 informó que la 61 del Cisne tenía un paralaje de 0,31 segundos de arco —¡el espesor de una moneda de 10 pesetas vista a una distancia de 16 km!—. Este paralaje, observado con el diámetro de la órbita de la Tierra como línea de base, significaba que la 61 del Cisne se hallaba alejada de nuestro planeta 103 billones de km (103.000.000.000.000). Es decir, 9.000 veces la anchura de nuestro Sistema Solar. Así, comparado con la distancia que nos separa incluso de las estrellas más próximas, nuestro Sistema Solar se empequeñece hasta reducirse a un punto insignificante en el espacio.

Debido a que las distancias en billones de kilómetros son inadecuadas para trabajar con ellas, los astrónomos redujeron las cifras, expresando las distancias en términos de la velocidad de la luz (300.000 km/seg). En un año, la luz recorre más de 9 billones de kilómetros. Por lo tanto, esta distancia se denomina «año luz». Expresada en esta unidad, la 61 del Cisne se hallaría, aproximadamente, a 11 años luz de distancia.

Dos meses después del éxito de Bessel —¡margen tristemente corto para perder el honor de haber sido el primero!—, el astrónomo británico Thomas Henderson informó sobre la distancia que nos separa de la estrella Alfa de Centauro. Esta estrella, situada en los cielos del Sur y no visible desde Estados Unidos ni desde Europa, es la tercera del firmamento por su brillo. Se puso de manifiesto que Alfa de Centauro tenía un paralaje de 0,75 segundos de arco, o sea, más de dos veces el de la 61 del Cisne. Por tanto, Alfa de Centauro se hallaba mucho más cerca de nosotros. En realidad, dista sólo 4,3 años luz del Sistema Solar y es nuestro vecino estelar más próximo. En realidad, no es una estrella simple, sino un cúmulo de tres.

En 1840, el astrónomo ruso, de origen alemán, Friedrich Wühelm von Struve comunicó haber obtenido el paralaje de Vega, la cuarta estrella más brillante del firmamento. Su determinación fue, en parte, errónea, lo cual es totalmente comprensible dado que el paralaje de Vega es muy pequeño y se hallaba mucho más lejos (27 años luz).

Hacia 1900 se había determinado ya la distancia de unas 70 estrellas por el método del paralaje (y, hacia 1950, de unas 6.000). Unos 100 años luz es, aproximadamente, el límite de la distancia que puede medirse con exactitud, aun con los mejores instrumentos. Y, sin embargo, más allá existen incontables estrellas, a distancias increíblemente mayores.

A simple vista podemos distinguir unas 6.000 estrellas. La invención del telescopio puso claramente de manifiesto que tal cantidad era sólo una visión fragmentaria del Universo. Cuando Galileo, en 1609, enfocó su telescopio hacia los cielos, no sólo descubrió nuevas estrellas antes invisibles, sino que, al observar la Vía Láctea, recibió una profunda impresión. A simple vista, la Vía Láctea es, sencillamente, una banda nebulosa de luz. El telescopio de Galileo reveló que esta banda nebulosa estaba formada por miríadas de estrellas, tan numerosas como los granos de polvo en el talco.

El primer hombre que intentó sacar alguna conclusión lógica de este descubrimiento fue el astrónomo ingles, de origen alemán, William Herschel. En 1785, Herschel sugirió que las estrellas se hallaban dispuestas de forma lenticular en el firmamento. Si contemplamos la Vía Láctea, vemos un enorme número de estrellas; pero cuando miramos el cielo en ángulos rectos a esta rueda, divisamos relativamente menor número de ellas. Herschel dedujo de ello que los cuerpos celestes formaban un sistema achatado, con el eje longitudinal en dirección a la Vía Láctea. Hoy sabemos que, dentro de ciertos límites, esta idea es correcta, y llamamos a nuestro sistema estelar Galaxia,

otro término utilizado para designar la Vía Láctea *(galaxia,* en griego, significa «leche»).

Herschel intentó valorar el tamaño de la Galaxia. Empezó por suponer que todas las estrellas tenían, aproximadamente, el mismo brillo intrínseco, por lo cual podría deducirse la distancia relativa de cada una a partir de su brillo. (De acuerdo con una ley bien conocida, la intensidad del brillo disminuye con el cuadrado de la distancia, de tal modo que si la estrella *A* tiene la novena parte del brillo de la estrella *B,* debe de hallarse tres veces más lejos que la *B.)*

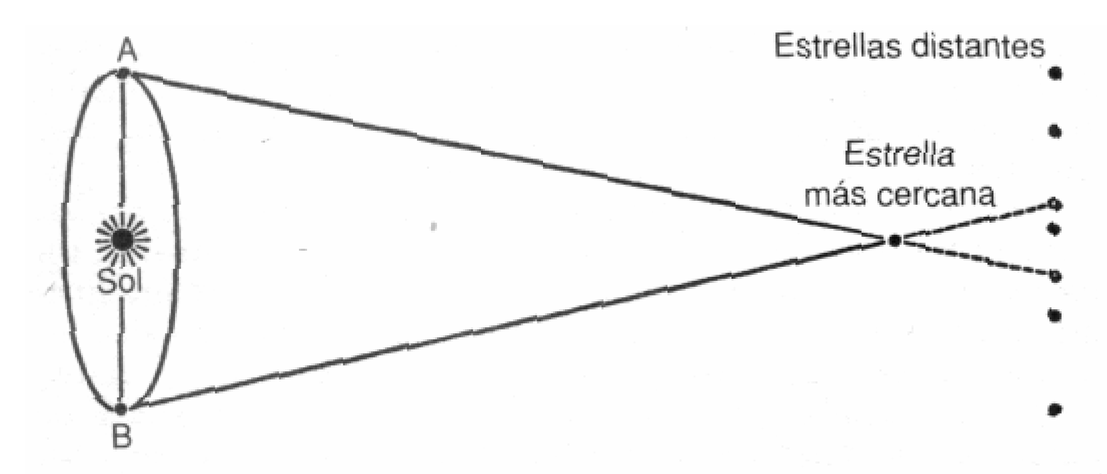


FIG. 2.2. *Paralaje de una estrella, medido a partir de puntos opuestos en la órbita de la Tierra alrededor del Sol.*

El recuento de muestras de estrellas en diferentes puntos de la Vía Láctea permitió a Herschel estimar que debían de existir unos 100 millones de estrellas en toda la Galaxia. Y por los valores de su brillo decidió que el diámetro de la Galaxia era de unas 850 veces la distancia a la brillante estrella Sirio, mientras que su espesor correspondía a 155 veces aquella distancia.

Hoy sabemos que la distancia que nos separa de Sirio es de 8,8 años luz, de tal modo que, según los cálculos de Herschel, la Galaxia tendría unos 7.500 años luz de diámetro y 1.300 años luz de espesor. Esto resultó ser demasiado conservador. Sin embargo, al igual que la medida superconservadora de Aristarco de la distancia que nos separa del Sol, supuso un paso dado en la dirección correcta.

Resultó fácil creer que las estrellas en la Galaxia se movían en ella (como ya he dicho antes) igual que las abejas en un enjambre, y Herschel mostró que el mismo Sol también se mueve de esta manera.

En 1805, tras haberse pasado veinte años determinando los movimientos apropiados de tantas estrellas como le fue posible, descubrió que, en una parte del firmamento, las estrellas, en general, parecían moverse hacia fuera desde un centro particular (el *ápex).* En un lugar del firmamento directamente enfrente del primero, las estrellas parecen moverse por lo general hacia dentro de un centro particular (el *antiápex).*

La forma más simple de explicar este fenómeno consistió en suponer que el Sol se movía alejándose del antiápex y hacia el ápex, y que las estrellas en enjambre parecían apartarse mientras el Sol se aproximaba, y más cerca por detrás. (Esto es un efecto común. Lo veríamos si caminásemos a través de un grupo de árboles, pues estaríamos tan acostumbrados al efecto que apenas nos daríamos cuenta de él.)

Por lo tanto, el Sol no es el centro inmóvil del Universo como Copérnico había pensado, sino que se mueve aunque no de la forma que habían creído los griegos. No se mueve en torno de la tierra, sino que lleva a la Tierra y a todos los planetas junto con él mientras avan/.a a través de la Galaxia. Las mediciones modernas muestran que el Sol se mueve (en relación a las estrellas más cercanas) hacia un punto en la constelación de la Lira, a una velocidad de 18 kilómetros por segundo.

A partir de 1906, el astrónomo holandés Jacobo Cornelio Kapteyn efectuó otro estudio en la Vía Láctea. Tenía a su disposición fotografías y conocía la verdadera distancia de las estrellas más próximas, de modo que podía hacer un cálculo más exacto que Herschel. Kapteyn decidió que las dimensiones de la Galaxia eran de 23.000 años luz por 6.000. Así, el modelo de Kapteyn de la Galaxia era 4 veces más ancho y 5 veces más denso que el de Herschel. Sin embargo, aún resultaba demasiado conservador.

En resumen, hacia 1900 la situación respecto a las distancias estelares era la misma que, respecto a las planetarias, en 1700. En este último año se sabía ya la distancia que nos separa de la Luna, pero sólo podían sospecharse las distancias hasta los planetas más lejanos. En 1900 se conocía la distancia de las estrellas más próximas, pero sólo podía conjeturarse la que existía hasta las estrellas más remotas.

Medición del brillo de una estrella

El siguiente paso importante hacia delante fue el descubrimiento de un nuevo patrón de medida —ciertas estrellas variables, cuyo brillo oscilaba—. Esta parte de la Historia empieza con una estrella, muy brillante, llamada Delta de Cefeo, en la constelación de Cefeo. Un detenido estudio reveló que el brillo de dicha estrella variaba en forma cíclica: se iniciaba con una fase de menor brillo, el cual se duplicaba rápidamente, para atenuarse luego de nuevo muy lentamente, hasta llegar a su punto menor. Esto ocurría una y otra vez con gran regularidad. Los astrónomos descubrieron luego otra serie de estrellas en las que se observaba el mismo brillo cíclico, por lo cual, en honor de Delta de Cefeo, fueron bautizadas con el nombre de «cefeidas variables» o, simplemente, «cefeidas».

Los períodos de las cefeideas —o sea, los intervalos de tiempo transcurridos entre los momentos de menor brillo— oscilan entre menos de un día y unos dos meses como máximo. Las más cercanas a nuestro Sol parecen tener un período de una semana aproximadamente. El período de Delta de Cefeo es de 5,3 días, mientras que el de la cefeida más próxima (nada menos que la Estrella Polar) es de 4 días; no lo hace con la suficiente intensidad como para que pueda apreciarse a simple vista.

La importancia de las cefeidas para los astrónomos radica en su brillo, punto este que requiere cierta digresión.

Desde Hiparco, el mayor o menor brillo de las estrellas se llama «magnitud». Cuanto más brillante es un astro, menor es su magnitud. Se dice que las 20 estrellas más brillantes son de «primera magnitud». Otras menos brillantes son de «segunda magnitud». Siguen luego las de tercera, cuarta y quinta magnitud, hasta llegar a las de menor brillo, que apenas son visibles, y que se llaman de «sexta magnitud».

En tiempos modernos —en 1856, para ser exactos—, la noción de Hiparco fue cuantificada por el astrónomo inglés Norman Robert Pogson, el cual demostró que la estrella media de primera magnitud era, aproximadamente, unas 100 veces más brillante que la estrella media de sexta magnitud. Si se consideraba este intervalo de 5 magnitudes como un coeficiente de la centésima parte de brillo, el coeficiente para una magnitud sería de 2,512. Una estrella de magnitud 4 es 2,512 veces más brillante que una de magnitud 5, y 2,512 x 2,512, o sea, aproximadamente 6,3 veces más brillante que una estrella de sexta magnitud.

Entre las estrellas, la 61 del Cisne tiene escaso brillo, y su magnitud es de 5,0 (los métodos astronómicos modernos permiten fijar las magnitudes hasta la décima e incluso la centésima en algunos casos). Capella es una estrella brillante, de magnitud 0,9; Alfa de Centauro, más brillante, tiene una magnitud de 0,1. Los brillos todavía mayores se llaman de magnitud O, e incluso se recurre a los números negativos para representar brillos extremos. Por ejemplo, Sirio, la estrella más brillante del cielo, tiene una magnitud de -1,42. La del planeta Venus es de -4,2; la de la Luna llena, de 12,7; la del Sol, de -26,9.

Éstas son las «magnitudes aparentes» de las estrellas, tal como las vemos —no son luminosidades absolutas, independientes de la distancia—. Pero si conocemos la

distancia de una estrella y su magnitud aparente, podemos calcular su verdadera luminosidad. Los astrónomos basaron la escala de las «magnitudes absolutas» en el brillo a una distancia tipo, que ha sido establecida en 10 «parsecs», o 32,6 años luz. (El «parsec» es la distancia a la que una estrella mostraría un paralaje de menos de 1 segundo de arco; corresponde a algo más de 28 billones de kilómetros, o 3,26 años luz.)

Aunque el brillo de Capella es menor que el de Alfa de Centauro y Sirio, en realidad es un emisor mucho más poderoso de luz que cualquiera de ellas. Simplemente ocurre que está situada mucho más lejos. Si todas ellas estuvieran a la distancia tipo, Capella sería la más brillante de las tres. En efecto, ésta tiene una magnitud absoluta de -0,1; Sirio, de 1,3, y Alfa de Centauro, de 4,8. Nuestro Sol es tan brillante como Alfa de Centauro, con una magnitud absoluta de 4,86. Es una estrella corriente de tamaño mediano.

Pero volvamos a las cefeidas. En 1912, Miss Henrietta Leavitt, astrónoma del Observatorio de Harvard, estudió la más pequeña de las Nubes de Magallanes —dos inmensos sistemas estelares del hemisferio Sur, llamadas así en honor de Fernando de Magallanes, que fue el primero en observarlas durante su viaje alrededor del mundo—. Entre las estrellas de la Nube de Magallanes Menor, Miss Leavitt detectó un total de 25 cefeidas. Registró el período de variación de cada una y, con gran sorpresa, comprobó que cuanto mayor era el período, más brillante era la estrella.

Esto no se observaba en las cefeidas variables más próximas a nosotros. ¿Por qué ocurría en la Nube de Magallanes Menor? En nuestras cercanías conocemos sólo las magnitudes aparentes de las cefeidas, pero no sabemos las distancias a que se hallan ni su brillo absoluto, y, por tanto, no disponemos de una escala para relacionar el período de una estrella con su brillo. Pero en la Nube de Magallanes Menor ocurre como si todas las estrellas estuvieran aproximadamente a la misma distancia de nosotros, debido a que la propia nebulosa se halla muy distante. Esto puede compararse con el caso de una persona que, en Nueva York, intentara calcular su distancia respecto a cada una de las personas que se hallan en Chicago; llegaría a la conclusión de que todos los habitantes de Chicago se hallan aproximadamente, a la misma distancia de él, pues ¿qué importancia puede tener una diferencia de unos cuantos kilómetros en una distancia total de millares? De manera semejante, una estrella observada en el extremo más lejano de la nebulosa, no se halla significativamente más lejos de nosotros que otra vista en el extremo más próximo.

Podríamos tomar la magnitud aparente de todas las estrellas de la Nube de Magallanes Menor que se hallan aproximadamente a la misma distancia de nosotros, como una medida de su magnitud absoluta comparativa. Así, Miss Leavitt pudo considerar verdadera la relación que había apreciado, o sea, que el período de las cefeidas variables aumentaba progresivamente, al hacerlo la magnitud absoluta. De esta manera logró establecer una «curva de período-luminosidad», gráfica que mostraba el período que debía tener una cefeida en cualquier magnitud absoluta y, a la inversa, qué magnitud absoluta debía tener una cefeida de un período dado.

Si las cefeidas se comportaban en cualquier lugar del Universo como lo hacían en la Nube de Magallanes Menor (suposición razonable), los astrónomos podrían disponer de una escala relativa para medir las distancias, siempre que las cefeidas pudieran ser detectadas con los telescopios más potentes. Si se descubrían dos cefeidas que tuvieran idénticos períodos, podría suponerse que ambas tenían la misma magnitud absoluta. Si la cefeida A se mostraba 4 veces más brillante que la *B,* esto significaría que esta última se hallaba dos veces más lejos de nosotros. De este modo podrían señalarse, sobre un mapa a escala, las distancias relativas de todas las cefeidas observables. Ahora bien, si pudiera determinarse la distancia real de tan sólo una de las cefeidas, podrían calcularse las distancias de todas las restantes.

Por desgracia, incluso la cefeida más próxima a la Estrella Polar, dista de nosotros cientos de años luz, es decir, se encuentra a una distancia demasiado grande como para ser medida por paralaje. Pero los astrónomos han utilizado también métodos menos directos. Un dato de bastante utilidad era el movimiento propio: por término

medio, cuanto más lejos de nosotros está una estrella, tanto menor es su movimiento propio. (Recuérdese que Bessel indicó que la 61 del Cisne se hallaba relativamente cercana, debido a su considerable movimiento propio.) Se recurrió a una serie de métodos para determinar los movimientos propios de grupos de estrellas y se aplicaron métodos estadísticos. El procedimiento era complicado, pero los resultados proporcionaron las distancias aproximadas de diversos grupos de estrellas que contenían cefeidas. A partir de las distancias y magnitudes aparentes de estas cefeidas, se determinaron sus magnitudes absolutas, y éstas pudieron compararse con los períodos.

En 1913, el astrónomo danés Ejnar Hertzsprung comprobó que una cefeida de magnitud absoluta -2,3 tenía un período de 6,6 días. A partir de este dato, y utilizando la curva de luminosidad-período de Miss Leavitt, pudo determinarse la magnitud absoluta de cualquier cefeida. (Incidentalmente se puso de manifiesto que las cefeidas solían ser estrellas grandes, brillantes, mucho más luminosas que nuestro Sol. Las variaciones en su brillo probablemente eran el resultado de su titileo. En efecto, las estrellas parecían expansionarse y contraerse de una manera incesante, como si estuvieran inspirando y espirando poderosamente.)

Pocos años más tarde, el astrónomo americano Harlow Shapley repitió el trabajo y llegó a la conclusión de que una cefeida de magnitud absoluta -2,3 tenía un período de 5,96 días. Los valores concordaban lo suficiente como para permitir que los astrónomos siguieran adelante. Ya tenían su patrón de medida.

Determinación del tamaño de la Galaxia

En 1918, Shapley empezó a observar las cefeidas de nuestra Galaxia, al objeto de determinar con su nuevo método el tamaño de ésta. Concentró su atención en las cefeidas descubiertas en los grupos de estrellas llamados «cúmulos globulares», agregados esféricos, muy densos, de decenas de millares a decenas de millones de estrellas, con diámetros del orden de los 100 años luz.

Estos cúmulos —cuya naturaleza descubrió por vez primera Herschel un siglo antes— presentaban un medio ambiente astronómico distinto por completo del que existía en nuestra vecindad en el espacio. En el centro de los cúmulos más grandes, las estrellas se hallaban apretadamente dispuestas, con una densidad de 500/10 parsecs^3, a diferencia de la densidad observada en nuestra vecindad, que es de 1/10 parsecs^3. En tales condiciones, la luz de las estrellas representa una intensidad luminosa mucho mayor que la luz de la Luna sobre la Tierra, y, así, un planeta situado en el centro de un cúmulo de este tipo no conocería la noche.

Hay aproximadamente un centenar de cúmulos globulares conocidos en nuestra Galaxia, y tal vez haya otros tantos que aún no han sido detectados. Shapley calculó la distancia a que se hallaban de nosotros los diversos cúmulos globulares, y sus resultados fueron de 20.000 a 200.000 años luz. (El cúmulo más cercano, al igual que la estrella más próxima, se halla en la constelación de Centauro. Es observable a simple vista como un objeto similar a una estrella, el Omega de Centauro. El más distante, el NGC 2419, se halla tan lejos de nosotros que apenas puede considerarse como un miembro de la Galaxia.)

Shapley observó que los cúmulos estaban distribuidos en el interior de una gran esfera, que el plano de la Vía Láctea cortaba por la mitad; rodeaban una porción del cuerpo principal de la Galaxia, formando un halo. Shapley llegó a su suposición natural de que rodeaban el centro de la Galaxia. Sus cálculos situaron el punto central de este halo de cúmulos globulares en el seno de la Vía Láctea, hacia la constelación de Sagitario, y a unos 50.000 años luz de nosotros. Esto significaba que nuestro Sistema Solar, en vez de hallarse en el centro de la Galaxia, como habían supuesto Herschel y Kapteyn, estaba situado a considerable distancia de éste, en uno de sus márgenes.

El modelo de Shapley imaginaba la Galaxia como una lente gigantesca, de unos 300.000 años luz de diámetro. Esta vez se había valorado en exceso su tamaño, como se demostró poco después con otro método de medida.

Partiendo del hecho de que la Galaxia tiene una forma lenticular, los astrónomos —desde William Herschel en adelante— supusieron que giraba en el espacio. En 1926, el astrónomo holandés Jan Oort intentó medir esta rotación. Ya que la Galaxia no es un objeto sólido, sino que está compuesto por numerosas estrellas individuales, no es de esperar que gire como lo haría una rueda. Por el contrario, las estrellas cercanas al centro gravitatorio del disco girarán en torno a él con mayor rapidez que las que estén más alejadas (al igual que los planetas más próximos al Sol describen unas órbitas más rápidas). Esto significaría que las estrellas situadas hacia el centro de la Galaxia (es decir, en dirección a Sagitario) girarían por delante de nuestro Sol, mientras que las más alejadas del centro (en dirección a la constelación de Géminis) se situarían detrás de nosotros en su movimiento giratorio. Y cuanto más alejada estuviera una estrella de nosotros, mayor sería esta diferencia de velocidad.

Basándose en estas suposiciones fue posible calcular la velocidad de rotación, alrededor del centro galáctico, a partir de los movimientos relativos de las estrellas. Se puso de manifiesto que el Sol y las estrellas próximas viajan a unos 225 km por segundo respecto al centro de la Galaxia y llevan a cabo una revolución completa en torno a dicho centro en unos 200 millones de años. (El Sol describe una órbita casi circular, mientras que algunas estrellas, tales como Arturo, lo hacen más bien de forma elíptica. El hecho que las diversas estrellas no describan órbitas perfectamente paralelas, explica el desplazamiento relativo del Sol hacia la constelación de Lira.)

Una vez obtenido el valor para la velocidad de rotación, los astrónomos estuvieron en condiciones de calcular la intensidad del campo gravitatorio del centro de la Galaxia, y, por tanto, su masa. El centro de la Galaxia (que encierra la mayor parte de la masa de ésta) resultó tener una masa 100 mil millones de veces mayor que nuestro Sol. Ya que éste es una estrella de masa media, nuestra Galaxia contendría, por tanto, de unos 100 a 200 mil millones de estrellas (o sea, más de 2.000 veces el valor calculado por Herschel).

También era posible, a partir de la curvatura de las órbitas de las estrellas en movimiento rotatorio, situar la posición del centro en torno al cual giran. De este modo se ha confirmado que el centro de la Galaxia está localizado en dirección a Sagitario, tal como comprobó Shapley, pero sólo a 27.000

años luz de nosotros, y el diámetro total de la Galaxia resulta ser de 100.000 años luz, en vez de los 300.000 calculados por dicho astrónomo. En este nuevo modelo, que ahora se considera como correcto, el espesor del disco es de unos 20.000 años luz en el centro, espesor que se reduce notablemente en los márgenes: a nivel de nuestro Sol, que está situado a los dos tercios de la distancia hasta el margen extremo, el espesor del disco aparece, aproximadamente, como de 3.000 años luz. Pero esto sólo pueden ser cifras aproximadas, debido a que la Galaxia no tiene límites claramente definidos (fig. 2.3).

Si el Sol está situado tan cerca del margen de la Galaxia, ¿por qué la Vía Láctea no nos parece mucho más brillante en su parte central que en la dirección opuesta, hacia los márgenes? Mirando hacia Sagitario, es decir, observando el cuerpo principal de la Galaxia, contemplamos unos 100 mil millones de estrellas en tanto que en el margen se encuentran sólo unos cuantos millones de ellas, ampliamente distribuidas. Sin embargo, en cualquiera de ambas direcciones, la Vía Láctea parece tener casi el mismo brillo. La respuesta a esta contradicción parece estar en el hecho de que inmensas nubes de polvo nos ocultan gran parte del centro de la Galaxia. Aproximadamente la mitad de la masa de los márgenes puede estar compuesta por tales nubes de polvo y gas. Quizá no veamos más de la 1/10.000 parte, como máximo, de la luz del centro de la Galaxia.

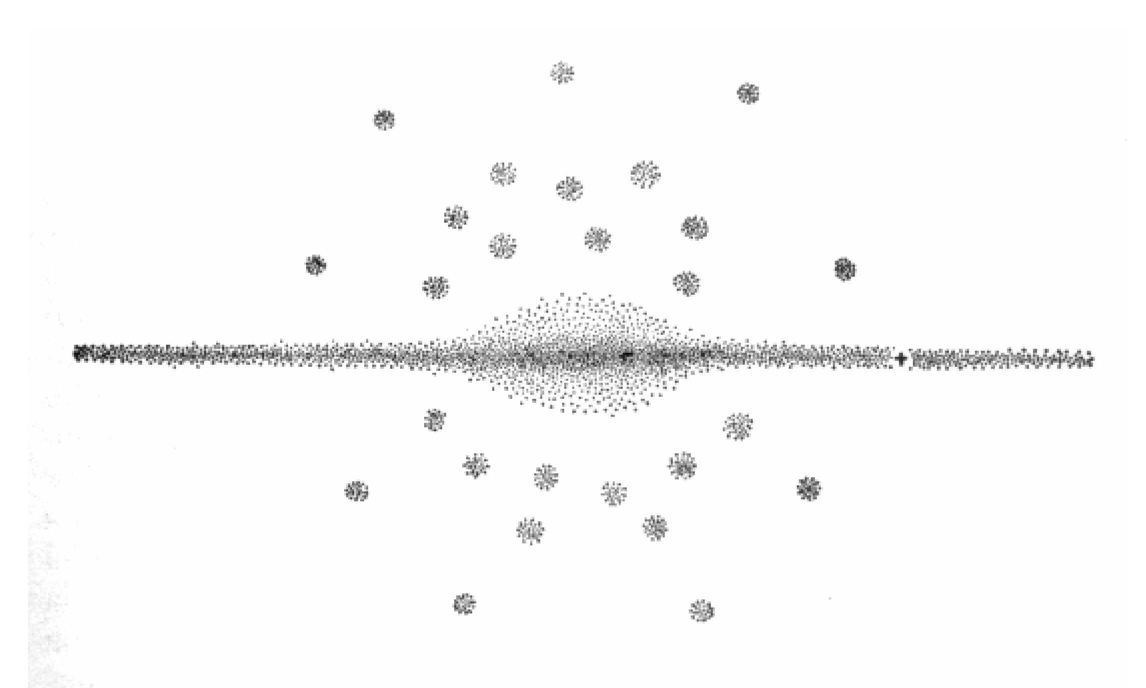


FIG. 2.3. *Un modelo de nuestra Galaxia, visto de lado. En torno a la porción central de la Galaxia se encuentran conglomerados globulares. Se indica la posición de nuestro Sol con un signo +.*

Esto explica por qué Herschel y otros, entre los primeros astrónomos que la estudiaron, cayeron en el error de considerar que nuestro Sistema Solar se hallaba en el centro de la Galaxia, y parece explicar también por qué Shapley sobrevaloró inicialmente su tamaño. Algunos de los cúmulos que estudió estaban oscurecidos por el polvo interpuesto entre ellos y el observador, por lo cual las cefeidas contenidas en los cúmulos aparecían amortiguadas y, en consecuencia, daban la sensación de hallarse más lejos de lo que estaban en realidad.

Ampliación del Universo

Ya antes de que se hubieran determinado las dimensiones y la masa de nuestra Galaxia, las cefeidas variables de las Nubes de Magallanes (en las cuales Miss Leavitt realizó el crucial descubrimiento de la curva de luminosidad-período) fueron utilizadas para determinar la distancia que nos separaba de tales Nubes. Resultaron hallarse a más de 100.000 años luz de nosotros. Las cifras modernas más exactas sitúan a la Nube de Magallanes Mayor a unos 150.000 años luz de distancia, y la Menor, a unos 170.000 años luz. La Nube Mayor tiene un diámetro no superior a la mitad del tamaño de nuestra Galaxia, mientras que el de la Menor es la quinta parte de dicha Galaxia. Además, parecen tener una menor densidad de estrellas. La Mayor tiene cinco millones de estrellas (sólo la 1/20 parte o menos de las contenidas en nuestra Galaxia), mientras que la Menor tiene sólo 1,5 miles de millones.

Éste era el estado de nuestros conocimientos hacia los comienzos de 1920. El Universo conocido tenía un diámetro inferior a 200.000 años luz y constaba de nuestra Galaxia y sus dos vecinos. Luego surgió la cuestión de si existía algo más allá.

Resultaban sospechosas ciertas pequeñas manchas de niebla luminosa, llamadas nebulosas (de la voz griega para designar la «nube»), que desde hacía tiempo habían observado los astrónomos. Hacia el 1800, el astrónomo francés Charles Messier había catalogado 103 de ellas (muchas se conocen todavía por los números que él les asignó, precedidas por la letra «M», de Messier).

Estas manchas nebulosas, ¿eran simplemente nubes, como indicaba su apariencia? Algunas, tales como la Nebulosa de Orion (descubierta en 1656 por el astrónomo holandés Christian Huygens), parecían en realidad ser sólo eso. Una nube de gas o polvo, de masa igual a 500 soles del tamaño del nuestro, e iluminada por estrellas

calientes que se movían en su interior. Otras resultaron ser cúmulos globulares —enormes agregados— de estrellas.

Pero seguía habiendo manchas nebulosas brillantes que parecían no contener ninguna estrella. En tal caso, ¿por qué eran luminosas? En 1845, el astrónomo británico William Parsons (tercer conde de Rosse), utilizando un telescopio de 72 pulgadas, a cuya construcción dedicó buena parte de su vida, comprobó que algunas de tales nebulosas tenían una estructura en espiral, por lo que se denominaron «nebulosas espirales». Sin embargo, esto no ayudaba a explicar la fuente de su luminosidad.

La más espectacular de estas nebulosas, llamada M-31, o Nebulosa de Andrómeda (debido a que se encuentra en la constelación homónima), la estudió por vez primera, en 1612, el astrónomo alemán Simón Marius. Es un cuerpo luminoso tenue, ovalado y alargado, que tiene aproximadamente la mitad del tamaño de la Luna llena. ¿Estaría constituida por estrellas tan distantes, que no se pudieran llegar a identificar, ni siquiera con los telescopios más potentes? Si fuera así, la Nebulosa de Andrómeda debería de hallarse a una distancia increíble y, al mismo tiempo, tener enormes dimensiones para ser visible a tal distancia. (Ya en 1755, el filósofo alemán Immanuel Kant había especulado sobre la existencia de tales acumulaciones de estrellas lejanas, que denominó «universos-islas».)

En el año 1910, se produjo una fuerte disputa acerca del asunto. El astrónomo neerlandés-norteamericano Adriann van Maanen había informado que la Nebulosa de Andrómeda giraba en un promedio medible. Y de ser así, debía hallarse bastante cerca de nosotros. Si se encontrase más allá de la Galaxia, se hallaría demasiado lejos para exhibir cualquier tipo de movimiento perceptible. Shapley, un buen amigo de Van Maanen, empleó sus resultados para argüir que la Nebulosa de Andrómeda constituía una parte de la Galaxia.

El astrónomo norteamericano Heber Doust Curtís era uno de los que discutían contra esta presunción. Aunque no fuesen visibles estrellas de la Nebulosa de Andrómeda, de vez en cuando una en extremo débil estrella hacía su aparición. Curtís sintió que debía de tratarse de una *nova,* una estrella que de repente brilla varios millares de veces más que las normales. En nuestra Galaxia, tales estrellas acaban por ser del todo brillantes durante un breve intervalo, apagándose a continuación, pero en la Nebulosa de Andrómeda eran apenas visibles incluso las más brillantes. Curtís razonó que las novas eran en extremo apagadas porque la Nebulosa de Andrómeda se encontraba muy alejada. Las estrellas ordinarias en la Nebulosa de Andrómeda eran en realidad demasiado poco brillantes para destacar, y todo lo más se mezclaban en una especie de ligera niebla luminosa.

El 26 de abril de 1920, Curtís y Shapley mantuvieron un debate con mucha publicidad acerca del asunto. En conjunto, constituyó un empate, aunque Curtís demostró que era un orador sorprendentemente bueno y presentó una impresionante defensa de su posición.

Sin embargo, al cabo de unos cuantos años quedó claro que Curtís estaba en lo cierto. En realidad, los números de Van Maanen demostraron ser erróneos. La razón es insegura, pero incluso los mejores pueden cometer errores y, al parecer, Van Maanen lo había hecho así.

Luego, en 1924, el astrónomo norteamericano Edwin Powell Hubble dirigió el nuevo telescopio de 100 pulgadas de Monte Wilson, en California, hacia la Nebulosa de Andrómeda. (Se le llamó *telescopio Hooker* por John B. Hooker que había proporcionado los fondos para su construcción.) El nuevo y poderoso instrumento permitió comprobar que porciones del margen externo de la nebulosa eran estrellas individuales. Esto reveló definitivamente que la Nebulosa de Andrómeda, o al menos parte de ella, se asemejaba a la Vía Láctea, y que quizá pudiera haber algo de cierto en la idea kantiana de los «universos-isla».

Entre las estrellas situadas en el borde de la Nebulosa de Andrómeda había cefeidas variables. Con estos patrones de medida se determinó que la nebulosa se hallaba,

aproximadamente, a un millón de años luz de distancia. Así, pues, la Nebulosa de Andrómeda se encontraba lejos, muy lejos, de nuestra Galaxia. A partir de su distancia, su tamaño aparente reveló que debía de ser un gigantesco conglomerado de estrellas, el cual rivalizaba casi con nuestra propia Galaxia.

Otras nebulosas resultaron ser también agrupaciones de estrellas, más distantes aún que la Nebulosa de Andrómeda. Estas «nebulosas extragalácticas» fueron reconocidas en su totalidad como galaxias, nuevos universos que reducen el nuestro a uno de los muchos en el espacio. De nuevo se había dilatado el Universo. Era más grande que nunca. Se trataba no sólo de cientos de miles de años luz, sino, quizá, de centenares de millones.

Galaxias en espiral

Hacia la década iniciada con el 1930, los astrónomos se vieron enfrentados con varios problemas, al parecer indisolubles, relativos a estas galaxias. Por un lado, y partiendo de las distancias supuestas, todas las galaxias parecían ser mucho más pequeñas que la nuestra. Así, vivíamos en la galaxia mayor del Universo. Por otro lado, los cúmulos globulares que rodeaban a la galaxia de Andrómeda parecían ser sólo la mitad o un tercio menos luminosos que los de nuestra Galaxia. (Andrómeda es, poco más o menos, tan rica como nuestra Galaxia en cúmulos globulares, y éstos se hallan dispuestos esféricamente en torno al centro de la misma. Esto parece demostrar que era razonable la suposición de Shapley, según la cual los cúmulos de nuestra Galaxia estaban colocados de la misma manera. Algunas galaxias son sorprendentemente ricas en cúmulos globulares. La M-87, de Virgo, posee, al menos, un millar.)

El hecho más incongruente era que las distancias de las galaxias parecían implicar que el Universo tenía una antigüedad de sólo unos 2 mil millones de años (por razones que veremos más adelante, en este mismo capítulo). Esto era sorprendente, ya que los geólogos consideraban que la Tierra era aún más vieja, basándose en lo que se consideraba como una prueba incontrovertible.

La posibilidad de una respuesta se perfiló durante la Segunda Guerra Mundial, cuando el astrónomo americano, de origen alemán, Walter-Baade, descubrió que era erróneo el patrón con el que se medían las distancias de las galaxias.

En 1942 fue provechoso para Baade el hecho de que se apagaron las luces de Los Ángeles durante la guerra, lo cual hizo más nítido el cielo nocturno en el Monte Wilson y permitió un detenido estudio de la galaxia de Andrómeda con el telescopio Hooker de 100 pulgadas. Al mejorar la visibilidad pudo distinguir algunas de las estrellas en las regiones más internas de la Galaxia. Inmediatamente apreció algunas diferencias llamativas entre estas estrellas y las que se hallaban en las capas externas de la Galaxia. Las estrellas más luminosas del interior eran rojizas, mientras que las de las capas externas eran azuladas. Además, los gigantes rojos del interior no eran tan brillantes como los gigantes azules de las capas externas; estos últimos tenían hasta 100.000 veces la luminosidad de nuestro Sol, mientras que los del interior poseían sólo unas 1.000 veces aquella luminosidad. Finalmente, las capas externas, donde se hallaban las estrellas azules brillantes, estaban cargadas de polvo, mientras que el interior —con sus estrellas rojas, algo menos brillantes— estaba libre de polvo.

Para Baade parecían existir dos clases de estrellas, de diferentes estructura e historia. Denominó a las estrellas azuladas de las capas externas Población I, y a las rojizas del interior Población II. Se puso de manifiesto que las estrellas de la Población I eran relativamente jóvenes, tenían un elevado contenido en metal y seguían órbitas casi circulares en torno al centro galáctico, en el plano medio de la Galaxia. Por el contrario, las estrellas de la Población II eran inevitablemente antiguas, poseían un bajo contenido metálico, y sus órbitas, sensiblemente elípticas, mostraban una notable inclinación al plano medio de la Galaxia. Desde el descubrimiento de Baade, ambas poblaciones han sido divididas en subgrupos más precisos.

Cuando, después de la guerra, se instaló el nuevo telescopio Hale, de 200 pulgadas (así llamado en honor del astrónomo americano George Ellery Hale, quien supervisó su

construcción), en el Monte Palomar, Baade prosiguió sus investigaciones. Halló ciertas irregularidades en la distribución de las dos poblaciones, irregularidades que dependían de la naturaleza de las galaxias implicadas. Las galaxias de la clase «elíptica» —sistemas en forma de elipse y estructura interna más bien uniforme— estaban aparentemente constituidas, sobre todo, por estrellas de la Población II, como los cúmulos globulares en cualquier galaxia. Por otra parte, en las «galaxias espirales», los brazos de la espiral estaban formados por estrellas de la Población I, con una Población II en el fondo.

Se estima que sólo un 2 % de las estrellas en el Universo son del tipo de la Población I. Nuestro Sol y las estrellas familiares en nuestra vecindad pertenecen a esta clase. Y a partir de este hecho, podemos deducir que la nuestra es una galaxia espiral y que nos encontramos en uno de sus brazos. (Esto explica por qué existen tantas nubes de polvo, luminosas y oscuras en nuestras proximidades, ya que los brazos espirales de una galaxia se hallan cargados de polvo.) Las fotografías muestran que la galaxia de Andrómeda es también del tipo espiral.

Pero volvamos de nuevo al problema del patrón. Baade empezó a comparar las estrellas cefeidas halladas en los cúmulos globulares (Población II), con las observadas en el brazo de la espiral en que nos hallamos (Población I). Se puso de manifiesto que las cefeidas de las dos poblaciones eran, en realidad, de dos tipos distintos, por lo que se refería a la relación período-luminosidad. Las cefeidas de la Población II mostraban la curva período-luminosidad establecida por Leavitt y Shapley. Con este patrón, Shapley había medido exactamente las distancias a los cúmulos globulares y el tamaño de nuestra Galaxia. Pero las cefeidas de la Población I seguían un patrón de medida totalmente distinto. Una cefeida de la Población I era de 4 a 5 veces más luminosa que otra de la Población II del mismo período. Esto significaba que el empleo de la escala de Leavitt determinaría un cálculo erróneo de la magnitud absoluta de una cefeida de la Población I a partir de su período. Y si la magnitud absoluta era errónea, el cálculo de la distancia lo sería también necesariamente; la estrella se hallaría, en realidad, mucho más lejos de lo que indicaba su cálculo.

Hubble calculó la distancia de la galaxia de Andrómeda, a partir de las cefeidas (de la Población I), en sus capas externas, las únicas que pudieron ser distinguidas en aquel entonces. Pero luego, con el patrón revisado, resultó que la Galaxia se hallaba, aproximadamente, a unos 2,5 millones de años luz, en vez de menos de 1 millón, que era el cálculo anterior. De la misma forma se comprobó que otras galaxias se hallaban también, de forma proporcional, más alejadas de nosotros. (Sin embargo, la galaxia de Andrómeda sigue siendo un vecino cercano nuestro. Se estima que la distancia media entre las galaxias es de unos 20 millones de años luz.)

En resumen, el tamaño del Universo conocido se había duplicado ampliamente. Esto resolvió en seguida los problemas que se habían planteado en los años 30. Nuestra Galaxia ya no era la más grande de todas; por ejemplo, la de Andrómeda era mucho mayor. También se ponía de manifiesto que los cúmulos globulares de la galaxia de Andrómeda eran tan luminosos como los nuestros; se veían menos brillantes sólo porque se había calculado de forma errónea su distancia. Finalmente —y por motivos que veremos más adelante—, la nueva escala de distancias permitió considerar el Universo como mucho más antiguo —al menos, de 5 mil millones de años—, lo cual ofreció la posibilidad de llegar a un acuerdo con las valoraciones de los geólogos sobre la edad de la Tierra.

Cúmulos de galaxias

Pero la duplicación de la distancia a que se hallan las galaxias no puso punto final al problema del tamaño. Veamos ahora la posibilidad de que haya sistemas aún más grandes, cúmulos de galaxias y supergalaxias.

Actualmente, los grandes telescopios han revelado que, en efecto, hay cúmulos de galaxias. Por ejemplo, en la constelación de la Cabellera de Berenice existe un gran cúmulo elipsoidal de galaxias, cuyo diámetro es de unos 8 millones de años luz. El «cúmulo de la Cabellera» encierra unas 11.000 galaxias, separadas por una distancia

media de sólo 300.000 años luz (frente a la medida de unos 3 millones de años luz que existe entre las galaxias vecinas nuestras).

Nuestra Galaxia parece formar parte de un «cúmulo local» que incluye las Nubes de Magallanes, la galaxia de Andrómeda y tres pequeñas «galaxias satélites» próximas a la misma, más algunas otras pequeñas galaxias, con un total de aproximadamente 19 miembros. Dos de ellas, llamadas «Maffei I» y «Maffei II» (en honor de Paolo Maffei, el astrónomo italiano que informó sobre las mismas por primera vez) no se descubrieron hasta 1971. La tardanza de tal descubrimiento se debió al hecho de que sólo pueden detectarse a través de las nubes de polvo interpuestas entre las referidas galaxias y nosotros.

De los grupos locales, sólo nuestra Galaxia, la de Andrómeda y las dos de Maffei son gigantes; las otras son enanas. Una de ellas, la IC 1613, quizá contenga sólo 60 millones de estrellas; por tanto, sería apenas algo más que un cúmulo globular. Entre las galaxias, lo mismo que entre las estrellas, las enanas rebasan ampliamente en número a las gigantes.

Si las galaxias forman cúmulos y cúmulos de cúmulos, ¿significa esto que el Universo se expande sin límites y que el espacio es infinito? ¿O existe quizás un final, tanto para el Universo como para el espacio? Pues bien, los astrónomos pueden descubrir objetos situados a unos 10 mil millones de años luz, y hasta ahora no hay indicios de que exista un final del Universo. Teóricamente pueden esgrimirse argumentos tanto para admitir que el espacio tiene un final, como para decir que no lo tiene; tanto para afirmar que existe un comienzo en el tiempo, como para oponer la hipótesis de un no comienzo. Habiendo pues, considerado el espacio, permítasenos ahora exponer el tiempo.

NACIMIENTO DEL UNIVERSO

Los autores de mitos inventaron muchas y peregrinas fábulas relativas a la creación del Universo (tomando, por lo general, como centro, la Tierra, y calificando ligeramente lo demás como el «cielo» o el «firmamento»). La época de la Creación no suele situarse en tiempos muy remotos (si bien hemos de recordar que, para el hombre anterior a la Ilustración, un período de 1.000 años era más impresionante que uno de 1.000 millones de años para el hombre de hoy).

Por supuesto que la historia de la Creación con la que estamos más familiarizados es la que nos ofrecen los primeros capítulos del Génesis, pictóricos de belleza poética y de grandiosidad moral, teniendo en cuenta su origen.

En repetidas ocasiones se ha intentado determinar la fecha de la Creación basándose en los datos de la Biblia (los reinados de los diversos reyes; el tiempo transcurrido desde el Éxodo hasta la construcción del templo de Salomón; la Edad de los Patriarcas, tanto antediluvianos como posdiluvianos). Según los judíos medievales eruditos, la Creación se remontaría al 3760 a. de J.C, y el calendario judío cuenta aún sus años a partir de esta fecha. En el 1658 de nuestra Era, el arzobispo James Ussher, de la Iglesia anglicana, calculó que la fecha de la Creación había de situarla en el año 4004 a. de J.C., y precisamente a las 8 de la tarde del 22 de octubre de dicho año. De acuerdo con algunos teólogos de la Iglesia ortodoxa griega, la Creación se remontaría al año 5508 a. de J.C.

Hasta el siglo XVIN, el mundo erudito aceptó la interpretación dada a la versión bíblica, según la cual, la Edad del Universo era, a lo sumo, de sólo 6 o 7 mil años. Este punto de vista recibió su primer y más importante golpe en 1785, al aparecer el libro *Teoría de la Tierra,* del naturalista escocés James Hutton. Éste partió de la proposición de que los lentos procesos naturales que actúan sobre la superficie de la Tierra (creación de montañas y su erosión, formación del curso de los ríos, etc.) habían actuado, aproximadamente, con la misma rapidez en todo el curso de la historia de la Tierra. Este «principio uniformista» implicaba que los procesos debían de haber actuado durante un período de tiempo extraordinariamente largo, para causar los fenómenos observados. Por tanto, la Tierra no debía de tener miles, sino muchos millones de años

de existencia.

Los puntos de vista de Hutton fueron desechados rápidamente. Pero el fermento actuó. En 1830, el geólogo británico Charles Lyell reafirmó los puntos de vista de Hutton y, en una obra en 3 volúmenes titulada *Principios de Geología,* presentó las pruebas con tal claridad y fuerza, que conquistó al mundo de los eruditos. La moderna ciencia de la Geología se inicia, pues, en este trabajo.

La edad de la Tierra

Se intentó calcular la edad de la Tierra basándose en el principio uniformista. Por ejemplo, si se conoce la cantidad de sedimentos depositados cada año por la acción de las aguas (hoy se estima que es de unos 30 cm cada 880 años), puede calcularse la edad de un estrato de roca sedimentaria a partir de su espesor. Pronto resultó evidente que este planteamiento no permitiría determinar la edad de la Tierra con la exactitud necesaria, ya que los datos que pudieran obtenerse de las acumulaciones de los estratos de rocas quedaban falseados a causa de los procesos de la erosión, disgregación, cataclismos y otras fuerzas de la Naturaleza. Pese a ello, esta evidencia fragmentaria revelaba que la Tierra debía de tener, por lo menos, unos 500 millones de años.

Otro procedimiento para medir la edad del planeta, consistió en valorar la velocidad de acumulación de la sal en los océanos, método que sugirió el astrónomo inglés Emund Halley en 1715. Los ríos vierten constantemente sal en el mar. Y como quiera que la evaporación libera sólo agua, cada vez es mayor la concentración de sal. Suponiendo que el océano fuera, en sus comienzos, de agua dulce, el tiempo necesario para que los ríos vertieran en él su contenido en sal (de más del 3 %) sería de mil millones de años aproximadamente.

Este enorme período de tiempo concordaba con el supuesto por los biólogos, quienes, durante la última mitad del siglo XIX, intentaron seguir el curso del lento desarrollo de los organismos vivos, desde los seres unicelulares, hasta los animales superiores más complejos. Se necesitaron largos períodos de tiempo para que se produjera el desarrollo, y mil millones de años parecía ser un lapso suficiente.

Sin embargo, hacia mediados del siglo XIX, consideraciones de índole astronómica complicaron de pronto las cosas. Por ejemplo, el principio de la «conservación de la energía» planteaba un interesante problema en lo referente al Sol, astro que había venido vertiendo en el curso de la historia registrada, hasta el momento, colosales cantidades de energía. Si la Tierra era tan antigua, ¿de dónde había venido toda esta energía? No podía haber procedido de las fuentes usuales, familiares a la Humanidad. Si el Sol se había originado como un conglomerado sólido de carbón incandescente en una atmósfera de oxígeno, se habría reducido a ceniza (a la velocidad a que venía emitiendo la energía) en el curso de unos 2.500 años.

El físico alemán Hermann Ludwig Ferdinand von Helmholtz, uno de los primeros en enunciar la ley de conservación de la energía, mostróse particularmente interesado en el problema del Sol. En 1854 señaló que si éste se fuera contrayendo, su masa experimentaría un incremento de energía al acercarse hacia el centro de gravedad, del mismo modo que aumenta la energía de una piedra cuando cae. Esta energía se transformaría en radiación. Helmholtz calculó que una concentración del Sol de sólo la diezmilésima parte de su radio, proporcionaría la energía emitida durante 2.000 años.

El físico británico William Thomson (futuro Lord Kelvin) prosiguió sus estudios sobre el tema y, sobre esta base, llegó a la conclusión de que la Tierra no tendría más de 50 millones de años, pues a la velocidad con que el Sol había emitido su energía, debería de haberse contraído partiendo de un tamaño gigantesco, inicialmente tan grande como la órbita que describe la Tierra en torno a él. (Esto significaba, por supuesto, que Venus debía de ser más joven que la Tierra, y Mercurio, aún más.) Lord Kelvin consideró que si la Tierra en sus orígenes, había sido una masa fundida, el tiempo necesario para enfriarse hasta su temperatura actual sería de unos 20 millones de años, período que correspondía a la edad de nuestro planeta.

Hacia 1890, la batalla parecía entablada entre dos ejércitos invencibles. Los físicos habían demostrado —al parecer, de forma concluyente— que la Tierra no podía haber sido sólida durante más de unos pocos millones de años, en tanto que los geólogos y biólogos demostraban —de forma también concluyente— que tenía que haber sido sólida por lo menos durante unos mil millones de años.

Luego surgió algo nuevo y totalmente inesperado, que destrozó las hipótesis de los físicos.

En 1896, el descubrimiento de la radiactividad reveló claramente que el uranio y otras sustancias radiactivas de la Tierra liberaban grandes cantidades de energía, y que lo habían venido haciendo durante mucho tiempo. Este hallazgo invalidaba los cálculos de Kelvin, como señaló, en 1904, el físico británico, de origen neozelandés, Ernest Rutherford, en una conferencia, a la que asistió el propio Kelvin, ya anciano, y que se mostró en desacuerdo con dicha teoría.

Carece de objeto intentar determinar cuánto tiempo ha necesitado la Tierra para enfriarse, si no se tiene en cuenta, al mismo tiempo, el hecho de que las sustancias radiactivas le aportan calor constantemente. Al intervenir este nuevo factor, se había de considerar que la Tierra podría haber precisado miles de millones de años, en lugar de millones, para enfriarse, a partir de la masa fundida, hasta la temperatura actual. Incluso sería posible que fuera aumentando con el tiempo la temperatura de la Tierra.

La radiactividad aportaba la prueba más concluyente de la edad de la Tierra, ya que permitía a los geólogos y geoquímicos calcular directamente la edad de las rocas a partir de la cantidad de uranio y plomo que contenían. Gracias al «cronómetro» de la radiactividad, hoy sabemos que algunas de las rocas de la Tierra tienen, aproximadamente, 3.000 millones de años, y hay muchas razones para creer que la antigüedad de la Tierra es aún algo mayor. En la actualidad se acepta como muy probable una edad para el planeta, de 4,7 mil millones de años. Algunas de las rocas traídas de la Luna por los astronautas americanos han resultado tener la misma edad.

El Sol y el Sistema Solar

Y, ¿qué ocurre con el Sol? La radiactividad, junto con los descubrimientos relativos al núcleo atómico, introdujeron una nueva fuente de energía, mucho mayor que cualquier otra conocida antes. En 1930, el físico británico Sir Arthur Eddington introdujo una nueva forma de pensar al sugerir que la temperatura y la presión en el centro del Sol debían de ser extraordinariamente elevadas: la temperatura quizá fuera de unos 15 millones de grados. En tales condiciones, los núcleos de los átomos deberían experimentar reacciones tremendas, inconcebibles, por otra parte, en la suave moderación del ambiente terrestre. Se sabe que el Sol está constituido, sobre todo, por hidrógeno. Si se combinaran 4 núcleos de hidrógeno (para formar un átomo de helio), se liberarían enormes cantidades de energía.

Posteriormente (en 1938), el físico americano, de origen alemán, Hans Albrecht Bethe, elaboró las posibles vías por las que podría producirse esta combinación del hidrógeno para formar helio. Para ello existían dos procesos, contando siempre con las condiciones imperantes en el centro de estrellas similares al Sol. Uno implicaba la conversión directa del hidrógeno en helio; el otro involucraba un átomo de carbono como intermediario en el proceso. Cualquiera de las dos series de reacciones pueden producirse en las estrellas; en nuestro propio Sol, el mecanismo dominante parece ser la conversión directa del hidrógeno. Cualquiera de estos procesos determina la conversión de la masa en energía. (Einstein, en su *Teoría especial de la relatividad,* había demostrado que la masa y la energía eran aspectos distintos de la misma cosa, y podían transformarse la una en la otra; además, demostró que podía liberarse una gran cantidad de energía mediante la conversión de una pequeña cantidad de masa.)

La velocidad de radiación de energía por el Sol implica la desaparición de determinada masa solar a una velocidad de 4,2 millones de toneladas por segundo. A primera vista, esto parece una pérdida formidable; pero la masa total del Sol es de 2.200.000.000.000.000.000.000.000.000 de toneladas, de tal modo que nuestro astro

pierde, por segundo, solamente 0,00000000000000000002 % de su masa. Suponiendo que la edad del Sol sea de 6 mil millones de años, tal como creen hoy los astrónomos y que haya emitido energía a la velocidad actual durante todo este lapso de tiempo, habrá perdido sólo un 1/40.000 de su masa. De ello se desprende fácilmente que el Sol puede seguir emitiendo aún energía, a su velocidad actual, durante unos cuantos miles de millones de años más.

Por tanto, en 1940 parecía razonable calcular, para el Sistema Solar como conjunto, unos 6.000 millones de años. Con ello parecía resuelta la cuestión concerniente a la edad del Universo; pero los astrónomos aportaron hechos que sugerían lo contrario. En efecto, la edad asignada al Universo, globalmente considerado, resultaba demasiado corta en relación con la establecida para el Sistema Solar. El problema surgió al ser examinadas por los astrónomos las galaxias distantes y plantearse el fenómeno descubierto en 1842 por un físico austríaco llamado Christian Johann Doppler.

El *efecto Doppler* es bien conocido. Suele ilustrarse con el ejemplo del silbido de una locomotora cuyo tono aumenta cuando se acerca a nosotros y, en cambio, disminuye al alejarse. Esta variación en el tono se debe, simplemente, al hecho de que el número de ondas sonoras por segundo que chocan contra el tímpano varía a causa del movimiento de su mente de origen.

Como sugirió su descubridor, el efecto Doppler se aplica tanto a las ondas luminosas como a las sonoras. Cuando alcanza el ojo la luz que procede de una fuente de origen en movimiento, se produce una variación en la frecuencia —es decir, en el color— si tal fuente se mueve a la suficiente velocidad. Por ejemplo, si la fuente luminosa se dirige hacia nosotros, nos llega mayor número de ondas de luz por segundo, y ésta se desplaza hacia el extremo violeta, de más elevada frecuencia, del espectro visible. Por otra parte, si se aleja la fuente de origen, llegan menos ondas por segundo, y la luz se desplaza hacia el extremo rojo, de baja frecuencia, del espectro.

Los astrónomos habían estudiado durante mucho tiempo los espectros de las estrellas y estaban muy familiarizados con la imagen normal, secuencia de líneas brillantes sobre un fondo oscuro o de líneas negras sobre un fondo brillante, que revelaba la emisión o la absorción de luz por los átomos a ciertas longitudes de ondas o colores. Lograron calcular la velocidad de las estrellas que se acercaban o se alejaban de nosotros (es decir, la velocidad radial), al determinar el desplazamiento de las líneas espectrales usuales hacia el extremo violeta o rojo del espectro.

El físico francés Armand-Hippolyte-Louis Fizeau fue quien, en 1848, señaló que el efecto Doppler en la luz podía observarse mejor anotando la posición de las líneas espectrales. Por esta razón, el efecto Doppler se denomina «efecto Doppler-Fizeau» cuando se aplica a la luz (fig. 2.4).

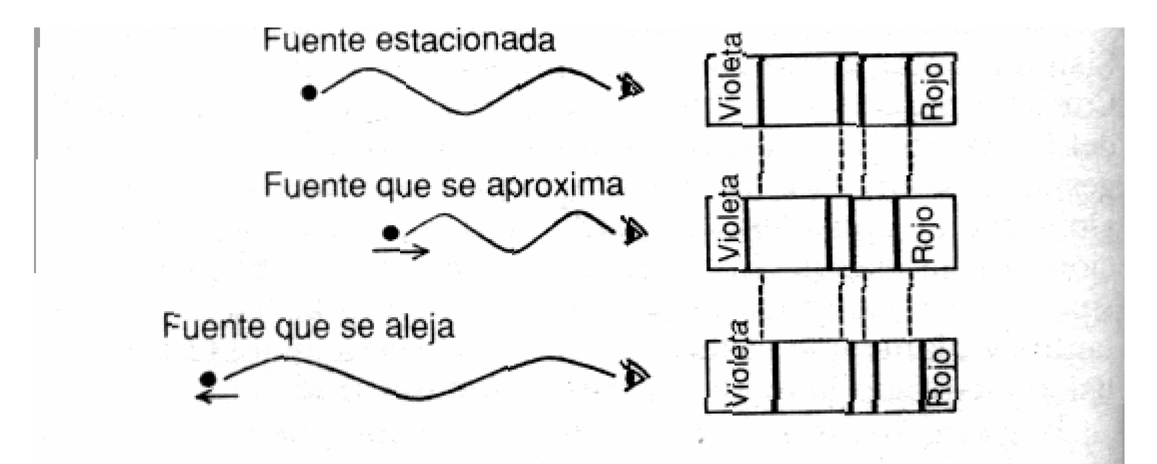


FIG. 2.4. *El efecto Doppler-Fizeau. Las líneas en el espectro se desplazan hacia el extremo violeta (a la izquierda), cuando la fuente de luz se aproxima. Al alejarse la fuente luminosa, las líneas espectrales se desplazan hacia el extremo rojo (derecha).*

El efecto Doppler-Fizeau se ha empleado con distintas finalidades. En nuestro Sistema Solar se ha utilizado para demostrar de una nueva forma la rotación del Sol. Las líneas espectrales que se originan a partir de los bordes de la corona solar y se dirigen hacia nosotros en el curso de su vibración, se desplazan hacia el violeta («desplazamiento violeta»). Las líneas del otro borde mostrarían un «desplazamiento hacia el rojo», ya que esta parte se alejaría de nosotros.

En realidad, el movimiento de las manchas del Sol permite detectar y medir la rotación solar de forma más adecuada (rotación que tiene un período aproximado de 25 días con relación a las estrellas). Este efecto puede usarse también para determinar la rotación de objetos sin caracteres llamativos, tales como los anillos de Saturno.

El efecto Doppler-Fizeau se emplea para observar objetos situados a cualquier distancia, siempre que éstos den un espectro que pueda ser estudiado. Por tanto, sus mejores resultados se han obtenido en relación con las estrellas.

En 1868, el astrónomo británico Sir William Huggins midió la velocidad radial de Sirio y anunció que éste se movía alejándose de nosotros a 46 km/seg. (Aunque hoy disponemos de mejores datos, lo cierto es que se acercó mucho a la realidad en su primer intento.) Hacia 1890, el astrónomo americano James Edward Keeler, con ayuda de instrumentos perfeccionados, obtuvo resultados cuantitativos más fidedignos; por ejemplo, demostró que Arturo se acercaba a nosotros a la velocidad aproximada de 6 km/seg.

El efecto podía utilizarse también para determinar la existencia de sistemas estelares cuyos detalles no pudieran detectarse con el telescopio. Por ejemplo, en 1782 un astrónomo inglés, John Goodricke (sordomudo que murió a los 22 años de edad; en realidad un gran cerebro en un cuerpo trágicamente defectuoso), estudió la estrella Algol, cuyo brillo aumenta y disminuye regularmente. Para explicar este fenómeno, Goodricke emitió la hipótesis de que un compañero opaco giraba en torno a Algol. De forma periódica, el enigmático compañero pasaba por delante de Algol, eclipsándolo Y amortiguando la intensidad de la luz.

Transcurrió un siglo antes de que esta plausible hipótesis fuera confirmada por otras pruebas. En 1889, el astrónomo alemán Hermann Cari Vogel demostró que las líneas del espectro de Algol se desplazaban alternativamente hacia el rojo Y el violeta, siguiendo un comportamiento paralelo al aumento y disminución de su brillo. Las líneas retrocedían cuando se acercaba el invisible compañero, para acercarsecuando éste retrocedía. Algol era, pues, una «estrella binaria que se eclipsaba».

En 1890, Vogel realizó un descubrimiento similar, de carácter más general. Comprobó que algunas estrellas efectuaban movimiento de avance y retroceso. Es decir, las líneas espectrales experimentaban un desplazamiento hacia el rojo y otro hacia el violeta, como si se duplicaran. Vogel interpretó este fenómeno como revelador de que la estrella constituía un sistema estelar binario, cuyos dos componentes (ambos brillantes) se eclipsaban mutuamente y se hallaban tan próximos entre sí, que aparecían como una sola estrella, aunque se observaran con los mejores telescopios. Tales estrellas son «binarias espectroscópicas».

Pero no había que restringir la aplicación del efecto Doppler-Fizeau a las estrellas de nuestra Galaxia. Estos objetos podían estudiarse también más allá de la Vía Láctea. Así, en 1912, el astrónomo americano Vesto Melvin Slipher, al medir la velocidad radial de la galaxia de Andrómeda, descubrió que se movía en dirección a nosotros aproximadamente a la velocidad de 200 km/seg. Pero al examinar otras galaxias descubrió que la mayor parte de ellas se alejaban de nosotros. Hacia 1914, Slipher había obtenido datos sobre un total de 15 galaxias; de éstas, 13 se alejaban de nosotros, todas ellas a la notable velocidad de varios centenares de kilómetros por segundo.

Al proseguir la investigación en este sentido, la situación fue definiéndose cada vez más. Excepto algunas de las galaxias más próximas, todas las demás se alejaban de nosotros. Y a medida que mejoraron las técnicas y pudieron estudiarse galaxias más

tenues y distantes de nosotros, se descubrió en ellas un progresivo corrimiento hacia el rojo.

En 1929, Hubble, astrónomo del Monte Wilson, sugirió que estas velocidades de alejamiento aumentaban en proporción directa a la distancia a que se hallaba la correspondiente galaxia. Si la galaxia *A* estaba dos veces más distante de nosotros que la *B,* la *A* se alejaba a una velocidad dos veces superior a la de la *B.* Esto se llama a veces «ley de Hubble».

Esta ley fue confirmada por una serie de observaciones. Así, en 1929, Milton La Salle Humason, en el Monte Wilson, utilizó el telescopio de 100 pulgadas para obtener espectros de galaxias cada vez más tenues. Las más distantes que pudo observar se alejaban de nosotros a la velocidad de 40.000 km/seg. Cuando empezó a utilizarse el telescopio de 200 pulgadas, pudieron estudiarse galaxias todavía más lejanas, y, así, hacia 1960 se detectaron ya cuerpos tan distantes, que sus velocidades de alejamiento llegaban a los 225.000 km/seg.

¿A qué se debía esto? Supongamos que tenemos un globo con pequeñas manchas pintadas en su superficie. Es evidente que si lo inflamos, las manchas se separarán. Si en una de las manchas hubiera un ser diminuto, éste, al inflar el globo, vería cómo todas las restantes manchas se alejaban de él, y cuanto más distantes estuvieran las manchas, tanto más rápidamente se alejarían. Y esto ocurriría con independencia de la misma mancha sobre la cual se hallara el ser imaginario. El efecto sería el mismo.

Las galaxias se comportan como si el Universo se inflara igual que nuestro globo. Los astrónomos aceptan hoy de manera general el hecho de esta expansión, y las «ecuaciones de campo» de Einstein en su *Teoría general de la relatividad* pueden construirse de forma que concuerden con la idea de un Universo en expansión.

La «gran explosión» («BigBang»)

Si el Universo ha estado expandiéndose constantemente, resulta lógico suponer que fue más pequeño en el pasado que en la actualidad y que, en algún momento de ese distante pasado, comenzó como un denso núcleo de materia.

El primero en señalar esta posibilidad, en 1922, fue el matemático ruso Alexadr Alexándrovich Friedmann. La prueba de las galaxias en retroceso aún no había sido presentada por Hubble y Friedmann trabajaba enteramente desde un punto de vista teórico, empleando las ecuaciones de Einstein. Sin embargo, Friedmann murió de fiebre tifoidea tres años después, a la edad de treinta y siete años, y su trabajo fue poco conocido.

En 1927, el astrónomo belga, Georges Lemaitre, al parecer sin conocimiento de los trabajos de Friedmann, elaboró un esquema similar del universo en expansión. Y, dado que se estaba expansionando, debió existir un momento en el pasado en que sería muy pequeño y tan denso como ello fuese factible. Lemaitre llamó a este estado *huevo cósmico.* Según las ecuaciones de Einstein, el Universo no podía encontrarse más que en expansión y, dada su enorme densidad, la expansión habría tenido lugar con una violencia superexplosiva. Las galaxias de hoy son los fragmentos del huevo cósmico, y su recesión mutua el eco de aquella explosión en un lejano pasado.

Los trabajos de Lemaitre también pasaron inadvertidos hasta que fueron puestos a la atención general por el más famoso astrónomo inglés, Arthur Stanley Eddington.

Sin embargo, fue el físico rusonorteamericano George Gamow quien, en la década de los años 1930 y 1940, popularizó verdaderamente esta noción del inicio explosivo del Universo. A esta explosión inicial la denominó *big bang* (la «gran explosión»), nombre por el que ha sido conocido en todas partes desde entonces.

Pero nadie quedó satisfecho con eso del *big bang* como forma de comenzar el Universo en expansión. En 1948, dos astrónomos de origen austríaco, Hermann Bond y Thomas Gold, lanzaron una teoría —más tarde extendida y popularizada por un astrónomo

británico, Fred Hoyle—, que aceptaba el Universo en expansión pero negaba que hubiese tenido lugar un *big bang. A* medida que las galaxias se separaban, nuevas galaxias se formaban entre ellas, con una materia que se creaba de la nada en una proporción demasiado lenta para ser detectada con las técnicas actuales. El resultado es que el Universo sigue siendo esencialmente el mismo a través de toda la eternidad. Ha tenido un aspecto como el actual a través de innúmeros eones en el pasado, y tendrá el aspecto de ahora mismo a través de incontables eones en el futuro, por lo que no existe ni un principio ni un fin. Esta teoría hace mención a una *creación continua y* tiene como resultado un *universo de un estado estacionario.*

Durante más de una década, la controversia entre el *big bang* y la creación continua prosiguió acaloradamente, pero no existía en realidad ninguna prueba que forzase a inclinarse por una u otra teoría.

En 1949, Gamow apuntó que, si el *big bang* había tenido lugar, la radiación que la acompañaría habría perdido energía a medida que el Universo se expansionaba, y debería existir ahora en la forma de emisión de radioondas procedente de todas las partes del firmamento como una homogénea radiación de fondo. La radiación debería ser característica de objetos a una temperatura de 5° K (es decir 5 grados por encima del cero absoluto, o -268° C). Este punto de vista fue llevado más lejos por el físico norteamericano Robert Henry Dicke.

En mayo de 1964, el físico germanonorteamericano Arno Alian Penzias y el radioastrónomo norteamericano Robert Woodrow Wilson, siguiendo el consejo de Dicke, detectaron una radiación de fondo con características muy parecidas a las predichas por Gamow. Indicaba una temperatura media del Universo de 3° K.

El descubrimiento de ese fondo de ondas radio es considerado por la mayoría de los astrónomos una prueba concluyente en favor de la teoría del gran estallido. Se acepta ahora, por lo general, que el *big bang* tuvo lugar, y la noción de creación continua ha sido abandonada.

¿Y cuándo ocurrió el *big bang?*

Gracias al fácilmente medible corrimiento hacia el rojo, sabemos con considerable certeza el índice según el cual las galaxias están retrocediendo. Necesitamos conocer asimismo la distancia de las galaxias. Cuanto mayor sea la distancia, más les habrá costado el llegar a su posición actual como resultado del índice de recesión. Sin embargo, no resulta fácil determinar la distancia.

Una cifra que se acepta por lo general como aproximadamente correcta, es la de 15 mil millones de años. Si un *eón* equivale a mil millones de años, en ese caso el gran estallido tuvo lugar hace 15 eones, aunque, posiblemente, también pudo tener lugar tan recientemente como hace 10 eones, o tan alejado como hace 20 eones.

¿Qué sucedió antes del *big bang?* ¿De dónde procedía el huevo cósmico?

Algunos astrónomos especulan respecto a que, en realidad, el Universo comenzó como un gas muy tenue que, lentamente, se condensó, formando tal vez estrellas y galaxias, y que continuó contrayéndose hasta constituir un huevo cósmico tras un colapso gravitatorio. La formación del huevo cósmico fue seguida instantáneamente por su explosión en un *big bang,* formando de nuevo estrellas y galaxias, pero ahora se expansiona hasta que algún día se convertirá de nuevo en un tenue gas.

Es posible que, si miramos hacia el futuro, el Universo continuará expandiéndose para siempre, haciéndose cada vez más y más tenue, con una densidad conjunta cada vez más y más pequeña, aproximándose más y más a un vacío absoluto. Y que si miramos hacia el pasado, más allá de la gran explosión, e imaginamos el tiempo retrocediendo hacia atrás, una vez más el Universo se considerará como expandiéndose para siempre y aproximándose a un vacío.

Semejante asunto de «en un tiempo dentro, en otro tiempo fuera», con nosotros

mismos ocupando ahora un lugar lo suficientemente cerca al *big bang* para que la vida sea posible (pues, en caso contrario, no estaríamos aquí para observar el Universo e intentar extraer conclusiones), es lo que se denomina un *Universo abierto.*

Dando esto por sentado, es posible que, en un mar infinito de la nada, un número infinito de *big bangs* tengan lugar en diferentes momentos, y que el nuestro no sea más que uno del número infinito de Universos, cada uno de ellos con su propia masa, su propio punto de desarrollo y, por cuanto sabemos, con su propia serie de leyes naturales. Es posible que sólo una muy rara combinación de leyes naturales haga posible las estrellas, la galaxia, y la vida, y que nos hallemos en una de tales situaciones inusuales, sólo porque no podríamos estar en otra.

Huelga decir que no existen aún pruebas de la aparición de un huevo cósmico de la nada o por multiplicación de universos, y tal vez nunca llegue a haberla. Sin embargo, se trataría de un duro mundo si a los científicos no se les permitiese especular poéticamente ante la ausencia de pruebas.

Y a propósito: ¿podemos estar seguros de que el Universo se expandirá infinitamente? Se está expansionando contra el impulso de su propia gravedad, y la gravedad puede ser suficiente para enlentecer el índice de recesión hasta cero e incluso llegado el caso, imponerse una contracción. El Universo pude expansionarse y luego contraerse en un gran colapso y desaparecer de nuevo en la nada, o expansionarse de nuevo en un salto y luego, algún día, contraerse otra vez en una interminable serie de oscilaciones. De una forma u otra, tenemos un *Universo cerrado.*

Aún no es posible decidirse acerca de si el Universo es cerrado o abierto, y volveré más adelante en otro capítulo a tratar esta materia.

MUERTE DEL SOL

Que el Universo esté evolucionando o se halle en un estado estacionario, es algo que no afecta directamente a las galaxias ni a los cúmulos de galaxias en sí. Aun cuando las galaxias se alejen cada vez más hasta quedar fuera del alcance visual de los mejores instrumentos, nuestra propia Galaxia permanecerá intacta, y sus estrellas se mantendrán firmemente dentro de su campo gravitatorio. Tampoco nos abandonarán las otras galaxias del cúmulo local. Pero no se excluye la posibilidad de que se produzcan en nuestra Galaxia cambios desastrosos para nuestro planeta y la vida en el mismo.

Todas las teorías acerca de los cambios en los cuerpos celestes son modernas. Los filósofos griegos de la Antigüedad, en particular Aristóteles, consideraban que los cielos eran perfectos e inalterables. Cualquier cambio, corrupción y degradación se hallaban limitados a las regiones imperfectas situadas bajo la esfera más próxima, o sea, la Luna. Esto parecía algo de simple sentido común, ya que, a través de los siglos y las generaciones, jamás se produjeron cambios importantes en los cielos. Es cierto que los surcaban los misteriosos cometas, que ocasionalmente se materializaban en algún punto del espacio y que, errantes en sus idas y venidas, mostrábanse fantasmagóricos al revestir a las estrellas de un delicado velo y eran funestos en su aspecto, pues la sutil cola se parecía al ondulante cabello de una criatura enloquecida que corriera profetizando desgracias. (La palabra «cometa» se deriva precisamente de la voz latina para designar el «pelo».) Cada siglo pueden observarse unos veinticinco cometas a simple vista. Aristóteles intentó conciliar estas apariciones con la perfección de los cielos, al afirmar, de forma insistente, que pertenecían, en todo caso, a la atmósfera de la Tierra, corrupta y cambiante. Este punto de vista prevaleció hasta finales del siglo XVI. Pero en 1577, el astrónomo danés Tycho Brahe intentó medir el paralaje de un brillante cometa y descubrió que no podía conseguirlo (esto ocurría antes de la época del telescopio), ya que el paralaje de la Luna era mensurable. Tycho Brahe llegó a la conclusión de que el cometa estaba situado más allá de la Luna, y que en los cielos se producían sin duda cambios y había imperfección.

En realidad, mucho antes se habían señalado (Séneca había ya sospechado esto en el siglo I de nuestra Era) cambios incluso en las estrellas variables, cuyo brillo cambia

considerablemente de una noche a otra, cosa apreciable incluso a simple vista. Ningún astrónomo griego hizo referencia alguna a las variaciones en el brillo de una estrella. Es posible que se hayan perdido las correspondientes referencias, o que, simplemente, no advirtieran estos fenómenos. Un caso interesante es el de Algol, la segunda estrella, por su brillo, de la constelación de Perseo, que pierde bruscamente las dos terceras partes de su fulgor y luego vuelve a adquirirlo, fenómeno que se observa, de forma regular, cada 69 horas. (Hoy, gracias a Goodricke y Vogel, sabemos que Algol tiene una estrella compañera, de luz más tenue, que la eclipsa y amortigua su brillo con la periodicidad indicada.) Los astrónomos griegos no mencionaron para nada este fenómeno; tampoco se encuentran referencias al mismo entre los astrónomos árabes de la Edad Media. Sin embargo, los griegos situaron la estrella en la cabeza de Medusa, el diabólico ser que convertía a los hombres en rocas. Incluso su nombre, «Algol», significa, en árabe, «demonio profanador de cadáveres». Evidentemente, los antiguos se sentían muy intranquilos respecto a tan extraña estrella.

Una estrella de la constelación de la Ballena, llamada Omicrón de la Ballena, varía irregularmente. A veces es tan brillante como la Estrella Polar; en cambio, otras deja de verse. Ni los griegos ni los árabes dijeron nada respecto a ella. El primero en señalar este comportamiento fue el astrónomo holandés David Fabricius, en 1596. Más tarde, cuando los astrónomos se sintieron menos atemorizados por los cambios que se producían en los cielos, fue llamada Mira (de la voz latina que significa «maravillosa»)

Novas y supemovas

Más llamativa aún era la brusca aparición de «nuevas estrellas» en los cielos. Esto no pudieron ignorarlo los griegos. Se dice que Hiparco quedó tan impresionado, en el 134 a. de J.C., al observar una nueva estrella en la constelación del Escorpión, que trazó su primer mapa estelar, al objeto de que pudieran detectarse fácilmente, en el futuro, las nuevas estrellas.

En 1054 de nuestra Era se descubrió una nueva estrella, extraordinariamente brillante, en la constelación de Tauro. En efecto, su brillo superaba al del planeta Venus, y durante semanas fue visible incluso de día. Los astrónomos chinos y japoneses señalaron exactamente su posición, y sus datos han llegado hasta nosotros. Sin embargo, era tan rudimentario el nivel de la Astronomía, por aquel entonces, en el mundo occidental, que no poseemos ninguna noticia respecto a que se conociera en Europa un hecho tan importante, lo cual hace sospechar que quizá nadie lo registró.

No ocurrió lo mismo en 1572, cuando apareció en la constelación de Casiopea una nueva estrella, tan brillante como la de 1054. La astronomía europea despertaba entonces de su largo sueño. El joven Tycho Brahe la observó detenidamente y escribió la obra *De Nova Stella,* cuyo título sugirió el nombre que se aplicaría en lo sucesivo a toda nueva estrella: «nova».

En 1604 apareció otra extraordinaria nova en la constelación de la Serpiente. No era tan brillante como la de 1572, pero sí lo suficiente como para eclipsar a Marte. Johannes Kepler, que la observó, escribió un libro sobre las novas. Tras la invención del telescopio, las novas perdieron gran parte de su misterio. Se comprobó que, por supuesto, no eran en absoluto estrellas nuevas, sino, simplemente, estrellas, antes de escaso brillo, que aumentaron bruscamente de esplendor hasta hacerse visibles.

Con el tiempo se fue descubriendo un número cada vez mayor de novas. En ocasiones alcanzaban un brillo muchos miles de veces superior al primitivo, incluso en pocos días, que luego se iba atenuando lentamente, en el transcurso de unos meses, hasta esfumarse de nuevo en la oscuridad. Las novas aparecían a razón de unas 20 por año en cada galaxia (incluyendo la nuestra).

Un estudio de los corrimientos Doppler-Fizeau efectuado durante la formación de novas, así como otros detalles precisos de sus espectros, permitió concluir que las novas eran estrellas que estallaban. En algunos casos, el material estelar lanzado al espacio podía verse como una capa de gas en expansión, iluminado por los restos de la estrella.

En conjunto, las novas que han aparecido en los tiempos modernos no han sido particularmente brillantes. La más brillante, la Nova del Águila, apareció en junio de 1918 en la constelación del Águila. En su momento culminante, esta nova fue casi tan brillante como la estrella Sirio, que es en realidad la más brillante del firmamento. Sin embargo, las novas no han parecido rivalizar con los planetas más brillantes, Júpiter y Venus, como lo hicieron las novas ya observadas por Tycho y por Kepler.

La nova más notable descubierta desde los inicios del telescopio no fue reconocida como tal. El astrónomo Ernst Hartwig la observó en 1885, pero, incluso en su ápex, alcanzó sólo la séptima magnitud y nunca fue visible por el ojo desprovisto de instrumentos.

Apareció en lo que entonces se llamaba la nebulosa Andrómeda y, en su momento culminante, tenía una décima parte del brillo de la nebulosa. En aquel momento, nadie se percató de lo distante que se encontraba la nebulosa Andrómeda, o comprendió que era en realidad una galaxia formada por varios centenares de miles de millones de estrellas, por lo que el brillo aparente de la nova no ocasionó particular excitación.

Una vez que Curtís y Hubble elaboraron la distancia de la *galaxia de Andrómeda* (como llegado el caso se la llamaría), el brillo de esa nova de 1885 dejó de repente paralizados a los astrónomos. Las docenas de novas descubiertas en la galaxia de Andrómeda por Curtis y Hubble fueron muchísimo más apagadas que esa otra tan notablemente brillante (a causa de su distancia).

En 1934, el astrónomo suizo Fritz Zwicky comenzó una búsqueda sistemática de galaxias distantes en busca de novas de inusual brillo. Cualquier nova que brillase de forma similar a la de 1885 en Andrómeda sería visible, pues semejante nova es casi tan brillante como una galaxia entera por lo que, si la galaxia puede verse, también pasará lo mismo con la nova. En 1938, había localizado no menos de doce de tales novas tan brillantes como una galaxia. Llamó a esas novas tan extraordinariamente brillantes *supernovas.* Como resultado de ello, la nova de 1885 fue denominada al fin S Andrómeda (la S por su calidad de supernova).

Mientras las novas ordinarias pueden alcanzar en magnitud absoluta, de promedio, -8 (serían 25 veces más brillantes que Venus, si fuesen vistas a una distancia de 10 parsecs), una supernova llegaría a tener una magnitud absoluta de hasta -17. Tal supernova sería 4.000 veces más brillante que una nova ordinaria, o casi 1.000.000.000 de veces tan brillante como el Sol. Por lo menos, sería así de brillante en su temporal momento culminante.

Mirando de nuevo hacia atrás, nos percatamos de que las novas de 1054, 1572 y 1604 fueron asimismo supernovas. Y lo que es más, debieron haber estallado en nuestra propia galaxia, teniendo en cuenta su extrema brillantez.

También han debido ser supernovas cierto número de novas registradas por los meticulosos astrónomos chinos de los tiempos antiguos y medievales. Se informó acerca de una de ellas en una fecha tan temprana como 185 d. de J.C., y una supernova de la parte más alejada del sur de la constelación del Lobo, en 1006, debía haber sido más brillante que cualquier otra aparecida en los tiempos modernos. En su momento culminante, habría sido 200 veces más brillante que Venus y una décima parte tan brillante como la Luna llena.

A juzgar por los restos dejados, los astrónomos sospechaban que, incluso una supernova más brillante (una que en realidad hubiese rivalizado con la Luna llena), apareció en el extremo meridional de la constelación de Vela hace 11.000 años, cuando no había astrónomos que pudiesen observarla, y el arte de escribir aún no se había inventado. Es posible, no obstante, que ciertos pictogramas prehistóricos hubiesen sido bosquejados para referirse a esta nova.

Las supernovas no son del todo diferentes en conducta física, respecto de las novas ordinarias, y los astrónomos están ansiosos por estudiar con detalle su espectro. La principal dificultad radica en su rareza. Unas 3 cada 1.000 años es el promedio para

cualquier galaxia según Zwicky (sólo 1 cada 1.250 novas ordinarias). Aunque los astrónomos han conseguido localizar hasta ahora más de 50, todas ellas lo han sido en galaxias distantes y no han podido estudiarse en detalle. La supernova de 1885 de Andrómeda, la más cercana a nosotros en los últimos 350 años, apareció un par de décadas antes de que la fotografía astronómica se hubiese desarrollado plenamente: en consecuencia, no existe ningún registro permanente de su espectro.

Sin embargo, la distribución de las supernovas en el tiempo es algo al azar. Recientemente, en una galaxia se han detectado 3 supernovas en sólo 17 años. Los astrónomos en la Tierra puede decirse que son afortunados. Incluso una estrella particular está llamando ahora la atención. Eta de Carena o Quilla es claramente inestable y ha estado brillando y apagándose durante un gran intervalo. En 1840, brilló hasta el punto que, durante un tiempo, fue la segunda estrella más brillante en el cielo. Existen indicaciones de que pudo llegar al punto de explotar en una supernova. Pero, para los astrónomos, eso de «llegar al punto» puede tanto significar mañana como dentro de diez mil años a partir de este momento.

Además, la constelación Carena o Quilla, en la que se encontró Eta Carena, se halla, al igual que las constelaciones Vela y Lobo, tan hacia el Sur, que la supernova, cuando se presente, no será visible desde Europa o desde la mayor parte de Estados Unidos.

¿Pero, qué origina que las estrellas brillen con explosiva violencia, y por qué algunas se convierten en novas y supernovas? La respuesta a esta pregunta requiere una digresión.

Ya en 1834, Bessel (el astrónomo que más adelante sería el primero en medir el paralaje de una estrella) señaló que Sirio y Proción se iban desviando muy ligeramente de su posición con los años, fenómeno que no parecía estar relacionado con el movimiento de la Tierra. Sus movimientos no seguían una línea recta, sino ondulada, y Bessel llegó a la conclusión de que todas las estrellas se moverían describiendo una órbita alrededor de algo.

De la forma en que Sirio y Proción se movían en sus órbitas podía deducirse que ese «algo», en cada caso, debía de ejercer una poderosa atracción gravitatoria, no imaginable en otro cuerpo que no fuera una estrella. En particular el compañero de Sirio debía de tener una masa similar a la de nuestro Sol, ya que sólo de esta forma se podían explicar los movimientos de la estrella brillante. Así, pues, se supuso que los compañeros eran estrellas; pero, dado que eran invisibles para los telescopios de aquel entonces, se llamaron «compañeros opacos». Fueron considerados como estrellas viejas, cuyo brillo se había amortiguado con el tiempo.

En 1862, el fabricante de instrumentos, Alvan Clark, americano, cuando comprobaba un nuevo telescopio descubrió una estrella, de luz débil, cerca de Sirio, la cual, según demostraron observaciones ulteriores, era el misterioso compañero. Sirio y la estrella de luz débil giraban en torno a un mutuo centro de gravedad, y describían su órbita en unos 50 años. El compañero de Sirio (llamado ahora «Sirio B», mientras que Sirio propiamente dicho recibe el nombre de «Sirio A») posee una magnitud absoluta de sólo 11,2 y, por tanto, tiene 1/400 del brillo de nuestro Sol, si bien su masa es muy similar a la de éste.

Esto parecía concordar con la idea de una estrella moribunda. Pero en 1914, el astrónomo americano Walter Sydney Adams, tras estudiar el espectro de Sirio B, llegó a la conclusión de que la estrella debía de tener una temperatura tan elevada como la del propio Sirio A y tal vez mayor que la de nuestro Sol. Las vibraciones atómicas que determinaban las características líneas de absorción halladas en su espectro, sólo podían producirse a temperaturas muy altas. Pero si Sirio B tenía una temperatura tan elevada, ¿por qué su luz era tan tenue? La única respuesta posible consistía en admitir que sus dimensiones eran sensiblemente inferiores a las de nuestro Sol. Al ser un cuerpo más caliente, irradiaba más luz por unidad de superficie; respecto a la escasa luz que emitía, sólo podía explicarse, considerando que su superficie total debía de ser más pequeña. En realidad, la estrella no podía tener más de 26.000 km de diámetro, o sea, sólo 2 veces el diámetro de la Tierra. No obstante, ¡Sirio B tenía la misma masa

que nuestro Sol! Adams trató de imaginarse esta masa comprimida en un volumen tan pequeño como el de Sirio B. La densidad de la estrella debería ser entonces de unas 130.000 veces la del platino.

Esto significaba, nada menos, un estado totalmente nuevo de la materia. Por fortuna, esta vez los físicos no tuvieron ninguna dificultad en sugerir la respuesta. Sabían que en la materia corriente los átomos estaban compuestos por partículas muy pequeñas, tan pequeñas, que la mayor parte del volumen de un átomo es espacio «vacío». Sometidas a una presión extrema, las partículas subatómicas podrían verse forzadas a agregarse para formar una masa superdensa. Incluso en la supernova Sirio B, las partículas subatómicas están separadas lo suficiente como para poder moverse con libertad, de modo que la sustancia más densa que el platino sigue actuando como un gas. El físico inglés Ralph Howard Fovvler sugirió, en 1925, que se le denominara «gas degenerado», y, por su parte, el físico soviético Lev Davidovich Landau señaló, en la década de los 30, que hasta las estrellas corrientes, tales como nuestro Sol, deben de tener un centro compuesto por gas degenerado.

El compañero de Proción («Proción B»), que detectó por primera vez J. M. Schaberle, en 1896, en el Observatorio de Lick, resultó ser también una estrella superdensa, aunque sólo con una masa de 5/8 de veces la de Sirio B. Con los años se descubrieron otros ejemplos. Estas estrellas son llamadas «enanas blancas», por asociarse en ellas su escaso tamaño, su elevada temperatura y su luz blanca. Las enanas blancas tal vez sean muy numerosas y pueden constituir hasta el 3 % de las estrellas. Sin embargo, debido a su pequeño tamaño, en un futuro previsible sólo podrán descubrirse las de nuestra vecindad. (También existen «enanas rojas», mucho más pequeñas que nuestro Sol, pero de dimensiones no tan reducidas como las de las enanas blancas. Las enanas rojas son frías y tienen una densidad corriente. Quizá sean las estrellas más abundantes, aunque por su escaso brillo son tan difíciles de detectar, como las enanas blancas. En 1948 se descubrieron un par de enanas rojas, sólo a 6 años luz de nosotros. De las 36 estrellas conocidas dentro de los 14 años luz de distancia de nuestro Sol, 21 son enanas rojas, y 3, enanas blancas. No hay gigantes entre ellas, y sólo dos, Sirio y Proción, son manifiestamente más brillantes que nuestro Sol.)

Un año después de haberse descubierto las sorprendentes propiedades de Sirio B, Albert Einstein expuso su *Teoría general de la relatividad,* que se refería, particularmente, a nuevas formas de considerar la gravedad. Los puntos de vista de Einstein sobre ésta condujeron a predecir que la luz emitida por una fuente con un campo gravitatorio de gran intensidad se correría hacia el rojo («corrimiento de Einstein»). Adams, fascinado por las enanas blancas que había descubierto, efectuó detenidos estudios del espectro de Sirio B y descubrió que también aquí se cumplía el corrimiento hacia el rojo predicho por Einstein. Esto constituyó no sólo un punto en favor de la teoría de Einstein, sino también en favor de la muy elevada densidad de Sirio B, pues en una estrella ordinaria, como nuestro Sol, el efecto del corrimiento hacia el rojo sólo sería unas 30 veces menor. No obstante, al iniciarse la década de los 60, se detectó este corrimiento de Einstein, muy pequeño, producido por nuestro Sol, con lo cual se confirmó una vez más la *Teoría general de la relatividad.*

Pero, ¿cuál es la relación entre las enanas blancas y las supernovas, tema este que promovió la discusión? Para contestar a esta pregunta, permítasenos considerar la supernova de 1054. En 1844, el conde de Rosse, cuando estudiaba la localización de tal supernova en Tauro —donde los astrónomos orientales habían indicado el hallazgo de la supernova de 1054—, observó un pequeño cuerpo nebuloso. Debido a su irregularidad y a sus proyecciones, similares a pinzas, lo denominó «Nebulosa del Cangrejo». La observación, continuada durante decenios, reveló que esta mancha de gas se expandía lentamente. La velocidad real de su expansión pudo calcularse a partir del efecto Doppler-Fizeau, y éste, junto con la velocidad aparente de expansión, hizo posible calcular la distancia a que se hallaba de nosotros la nebulosa del Cangrejo, que era de 3.500 años luz. De la velocidad de la expansión se dedujo también que el gas había iniciado ésta a partir de un punto central de explosión unos 900 años antes, lo cual concordaba bastante bien con la fecha del año 1054. Así pues, apenas hay dudas de que la Nebulosa del Cangrejo —que ahora se despliega en un volumen de espacio de unos 5 años luz de diámetro— constituiría los restos de la supernova de 1054.

No se ha observado una región similar de gas turbulento en las localizaciones de las supernovas indicadas por Tycho y Kepler, aunque sí se han visto pequeñas manchas nebulosas cerca de cada una de aquéllas. Sin embargo, existen unas 150 nebulosas planetarias, en las cuales los anillos toroidales de gas pueden representar grandes explosiones estelares. Una nube de gas particularmente extensa y tenue, la nebulosa del Velo, en la constelación del Cisne, puede muy bien ser los restos de una supernova que hizo explosión hace 30.000 años. Por aquel entonces debió de producirse más cerca y haber sido más brillante que la supernova de 1054, mas por aquel tiempo no existía en la Tierra civilización que pudiera registrar aquel espectacular acontecimiento.

Incluso se ha sugerido que esa tenue nebulosidad que envuelve a la constelación de Orion, puede corresponder a los restos de una supernova más antigua aún.

En todos estos casos, ¿qué ocurre con la estrella que ha estallado? ¿Se ha desvanecido, simplemente, en un enorme chorro de gas? ¿Es la nebulosa del Cangrejo, por ejemplo, *todo* lo que queda de la supernova de 1054, y esto simplemente se extenderá hasta que todo signo visible de la estrella haya desaparecido para siempre? ¿O se trata sólo de algunos restos dejados que siguen siendo una estrella, pero demasiado pequeña y apagada para poder detectarla? Si es así, ¿serían todas las enanas blancas restos de estrellas que han explotado? ¿Y serían, por así decirlo, las estrellas blancas los restos de estrellas en un tiempo parecidas a nuestro Sol? Estas cuestiones nos llevan a considerar el problema de la evolución de las estrellas.

La evolución de las estrellas

De las estrellas más cercanas a nosotros, las brillantes parecen ser cuerpos calientes, y las de escaso brillo, fríos, según una relación casi lineal entre el brillo y la temperatura. Si las temperaturas superficiales de las distintas estrellas, familiares para nosotros, caen dentro de una banda derecha, que aumenta constantemente desde la de menor brillo y temperatura más baja, hasta la más brillante y caliente. Esta banda se denomina «secuencia principal». La estableció en 1913 el astrónomo americano Henry Norris Russell, quien realizó sus estudios siguiendo líneas similares a las de Hertzsprung (el astrónomo que determinó por primera vez las magnitudes absolutas de las cefeidas). Por tanto, una gráfica que muestra la secuencia principal se denominará «diafragma de Hertzsprung-Russell», o «diagrama H-R» (fig. 2.5).

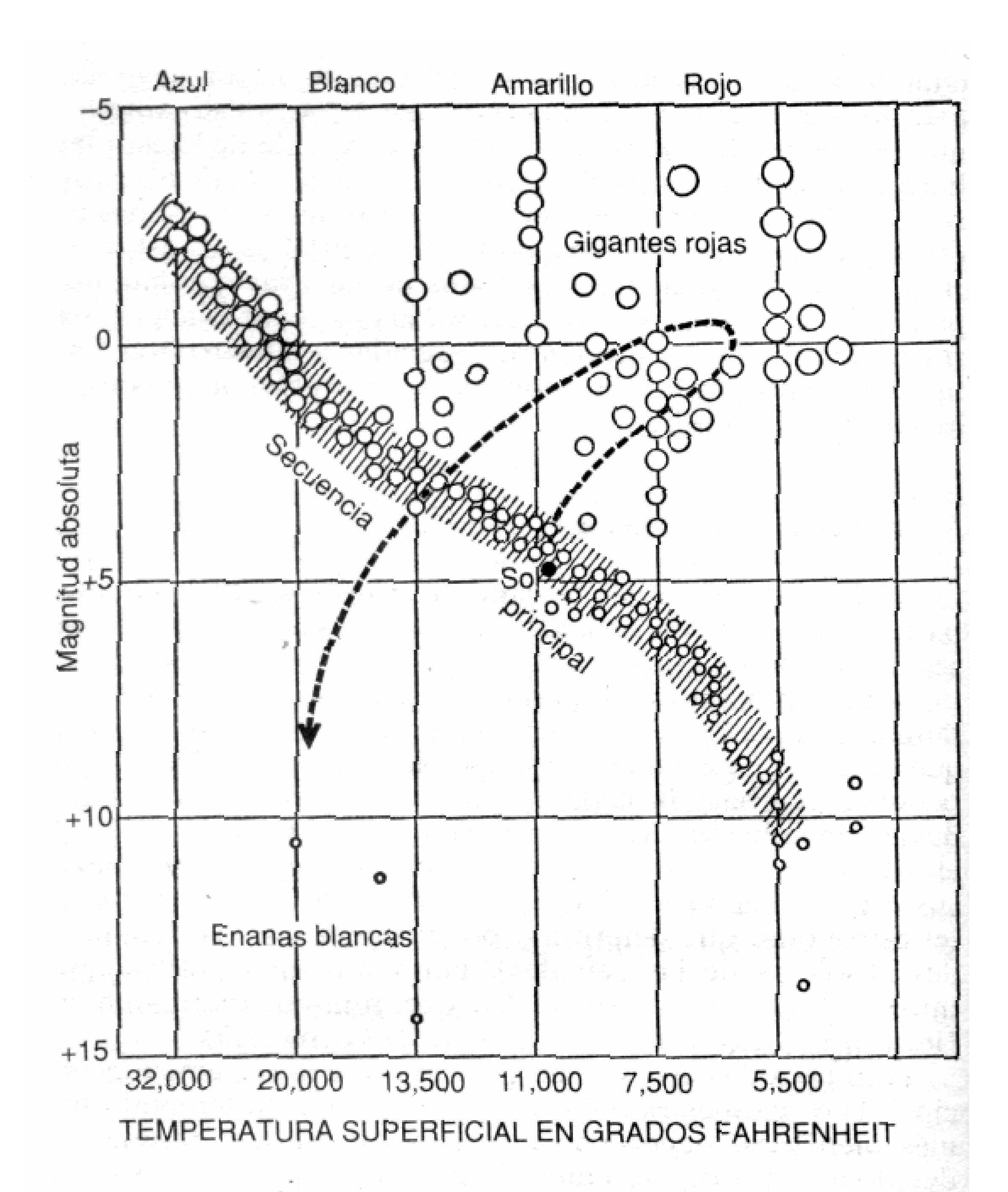


FIG. 2.5. *El diagrama de Hertzsprung-Russell. La línea a trazos representa la evolución de una estrella. El tamaño relativo de las estrellas sólo se da de forma esquemática, no a escala.*

Pero no todas las estrellas pertenecen a la secuencia principal. Hay algunas estrellas rojas que, pese a su temperatura más bien baja, tienen considerables magnitudes absolutas, debido a su enorme tamaño. Entre esos «gigantes rojos», los mejor conocidos son Betelgeuse y Antares. Se trata de cuerpos tan fríos (lo cual se descubrió en 1964), que muchos tienen atmósferas ricas en vapor de agua, que se descompondría en hidrógeno y oxígeno a las temperaturas, más altas, de nuestro Sol. Las enanas blancas de elevada temperatura se hallan también fuera de la secuencia principal.

En 1924, Eddington señaló que la temperatura en el interior de cualquier estrella debía de ser muy elevada. Debido a su gran masa, la fuerza gravitatoria de una estrella es inmensa. Si la estrella no se colapsa, esta enorme fuerza es equilibrada mediante una presión interna equivalente —a partir de la energía de irradiación—. Cuanto mayor sea la masa del cuerpo estelar, tanto mayor será la temperatura central requerida para equilibrar la fuerza gravitatoria. Para mantener estas elevadas temperaturas y

presiones de radiación, las estrellas de mayor masa deben consumir energía más rápidamente y, por tanto, han de ser más brillantes que las de masa menor. Ésta es la «ley masa-brillo». En esta relación, la luminosidad varía con la sexta o séptima potencia de la masa. Si ésta aumenta tres veces, la luminosidad aumenta en la sexta o séptima potencia de 3, es decir, unas 750 veces.

Se sigue de ello que las estrellas de gran masa consumen rápidamente su combustible hidrógeno y tienen una vida más corta. Nuestro Sol posee el hidrógeno suficiente para muchos miles de millones de años, siempre que mantenga su ritmo actual de irradiación. Una estrella brillante como Capella se consumirá en unos 20 millones de años, y algunas de las estrellas más brillantes —por ejemplo, Rigel—, posiblemente no durarán más de 1 o 2 millones de años. Esto significa que las estrellas muy brillantes deben de ser muy jóvenes. Quizás en este momento se estén formando nuevas estrellas en regiones del espacio en que hay suficiente polvo para proporcionar la materia prima necesaria.

El astrónomo americano George Herbig detectó, en 1955, dos estrellas en el polvo de la nebulosa de Orion, que no erarí visibles en las fotografías de la región tomadas algunos años antes. Podría tratarse muy bien de estrellas que nacían cuando las observábamos.

Allá por 1965 se localizaron centenares de estrellas tan frías, que no tenían brillo alguno. Se detectaron mediante la radiación infrarroja, y, en consecuencia, se las denominó «gigantes infrarrojos», ya que están compuestas por grandes cantidades de materia rarificada. Se cree que se trata de masas de polvo y gas que crecen juntas y cuya temperatura aumenta gradualmente. A su debido tiempo adquieren el calor suficiente para brillar.

El paso siguiente en el estudio de la evolución estelar procedió del análisis de las estrellas en los cúmulos globulares. Todas las estrellas de un cúmulo se encuentran aproximadamente a la misma distancia de nosotros, de forma que su magnitud aparente es proporcional a su magnitud absoluta (como en el caso de las cefeidas en las Nubes de Magallanes). Por tanto, como quiera que se conoce su magnitud, puede elaborarse un diagrama H-R de estas estrellas. Se ha descubierto que las estrellas más frías (que queman lentamente su hidrógeno) se localizan en la secuencia principal, mientras que las más calientes tienden a separarse de ella. De acuerdo con su elevada velocidad de combustión y con su rápido envejecimiento, siguen una línea definida, que muestra diversas fases de evolución, primero, hacia las gigantes rojas, y luego, en sentido opuesto, y a través de la secuencia Principal, de forma descendente, hacia las enanas blancas.

A partir de esto y de ciertas consideraciones teóricas sobre la forma en que las partículas subatómicas pueden combinarse a ciertas temperaturas y presiones elevadas, Fred Hoyle ha trazado una imagen detallada del curso de la evolución de una estrella. Según este astrónomo, en sus fases iniciales, una estrella cambia muy poco de tamaño o temperatura. (Ésta es, actualmente, la posición de nuestro Sol, y en ella seguirá durante mucho tiempo.) Cuando en su interior, en que se desarrolla una elevadísima temperatura, convierte el hidrógeno en helio, éste se acumula en el centro de la estrella. Y al alcanzar cierta entidad este núcleo de helio, la estrella empieza a variar de tamaño y temperatura de forma espectacular. Se hace más fría y se expande enormemente. En otras palabras: abandona la secuencia principal y se mueve en dirección a las gigantes rojas. Cuanto mayor es la masa de la estrella, tanto más rápidamente llega a este punto. En los cúmulos globulares, las de mayor masa ya han avanzado mucho a lo largo de esta vida.

La gigante que se expande libera más calor, pese a su baja temperatura, debido a su mayor superficie. En un futuro remoto, cuando el Sol abandone la secuencia principal, y quizás algo antes, habrá calentado hasta tal punto la Tierra, que la vida será imposible en ella. Sin embargo, nos hallamos aún a miles de millones de años de este hecho.

¿Pero, qué es precisamente el cambio en el núcleo de helio que produce la expansión

de una gigante roja? Hoyle sugirió que el mismo núcleo de helio es el que se contrae y que, como resultado de ello, aumenta hasta una temperatura en la que los núcleos de helio se funden para formar carbono, con liberación adicional de energía. En 1959, el físico norteamericano David Elmer Alburguer mostró en el laboratorio que, en realidad, esta reacción puede tener lugar. Se trata de una clase de reacción muy rara e improbable, pero existen tantos átomos de helio en una gigante roja que pueden producirse suficientes fusiones de este tipo para suministrar las cantidades necesarias de energía.

Hoyle fue aún más lejos. El nuevo núcleo de carbono se calienta aún más, y comienzan a formarse átomos más complicados, como los de oxígeno y neón. Mientras esto sucede, la estrella se contrae y se pone otra vez más caliente, con lo que retrocede a la secuencia principal. Ahora la estrella ha comenzado a adquirir una serie de capas, al igual que una cebolla. Posee el núcleo de oxígeno-neón, luego una capa de carbono, luego otra de helio y el conjunto se halla envuelto por una piel de hidrógeno aún no convertido.

Sin embargo, en comparación con su larga vida como consumidora de hidrógeno, la estrella se halla en un rápido descenso por un tobogán a través de los combustibles remanentes. Su vida no puede continuar durante demasiado tiempo, puesto que la energía producida por la fusión de helio y más allá, es de más o menos un veinteavo de la producida por la fusión de hidrógeno. En un tiempo comparativamente breve, la energía requerida para mantener la estrella expansionada contra la inexorable atracción de su propio campo gravitatorio comienza a escasear, y la estrella se contrae cada vez con mayor rapidez. Y se contrae no sólo hacia lo que hubiera debido ser el tamaño de una estrella normal, sino más allá: hacia una enana blanca.

Durante la contracción, las capas más externas de la estrella se quedan atrás, o incluso estallan a causa del calor desarrollado por la contracción. Entonces, la enana blanca se halla rodeada por una expansionada cascara de gas, que se muestra en nuestros telescopios en los bordes donde la cantidad de gas en la línea de visión es más delgada y, por lo tanto, mayor. Tales enanas blancas parecen estar rodeadas por un pequeño «anillo de humo», o gas «buñuelo». Se las denomina *nebulosas planetarias* porque el humo rodea a la estrella como una órbita planetaria hecha visible. Llegado el momento, el anillo de humo se expande y se adelgaza hasta la invisibilidad, y tenemos así las enanas blancas como Sirio B, que no poseen ninguna señal de una nebulosidad que las envuelva.

De esta manera, las enanas se forman de una manera tranquila, y una «muerte» comparativamente silenciosa será lo que les espera en el futuro a estrellas como nuestro Sol y otras más pequeñas. Y lo que es más, las enanas blancas, si no se las perturba, tienen, en perspectiva, una vida indefinidamente prolongada —una especie de largo *rigor mortis*—, en el que lentamente se enfrían hasta que, llegado el momento, ya no están lo suficientemente calientes para brillar (muchos miles de millones de años en el futuro) y luego continúan durante más y más miles de millones de años como *enanas negras.*

Por otra parte, si una enana blanca forma parte de un sistema binario, como es el caso de Sirio B y Proción B, y si la otra estrella permanece en la secuencia principal, y relativamente cerca de la enana blanca, pueden producirse movimientos excitantes. Mientras la estrella de secuencia principal se expande en su propio desarrollo de evolución, parte de su materia puede derivar hacia delante bajo el intenso campo gravitatorio de la enana blanca y moverse en órbita en torno de esta última. Ocasionalmente, parte del material orbitará en espiral hacia la superficie de la enana blanca, donde el impulso gravitatorio lo comprimirá y hará que se encamine a la fusión, con lo que emitirá una explosión de energía. Si una gota particularmente grande de materia cae sobre la superficie de la enana blanca, la emisión de energía será lo suficientemente grande como para ser vista desde la Tierra, y los astrónomos registrarán la existencia de una nova. Como es natural, esta clase de cosas puede suceder más de una vez, por lo que existen también las *novas recurrentes.*

Pero no se trata de supernovas. ¿De dónde proceden? Para responder a esto debemos

volver a las estrellas que poseen con claridad mayor masa que nuestro Sol. Son relativamente raras (en toda clase de objetos astronómicos, los miembros grandes son más raros que los pequeños), por lo que tal vez sólo una estrella de cada treinta posee una masa considerablemente mayor que la de nuestro Sol. Incluso así, existen 7 mil millones de estrellas con esa masa en nuestra Galaxia.

En las estrellas de gran masa, el núcleo se halla más comprimido bajo la atracción del campo gravitatorio, que es mayor que en las estrellas menores. Por lo tanto, el núcleo se halla más caliente, y las reacciones de fusión continuarán más allá del estadio oxígeno-neón de las estrellas más pequeñas. El neón se combina más allá con el magnesio, que lo hace, a su vez, para formar silicio y, luego, hierro. En un estadio tardío de su vida, la estrella estará formada por más de una docena de capas concéntricas, en cada una de las cuales se consume un combustible diferente. La temperatura central alcanzará para entonces de 3 a 4 mil millones de grados. Una vez la estrella comienza a formar hierro, se llega a un callejón sin salida, puesto que los átomos de hierro representan el punto de máxima estabilidad y mínimo contenido energético. El alterar los átomos de hierro en la dirección de átomos más o menos complejos requerirá una provisión de energía.

Además, a medida que la temperatura central se eleva con la edad, aumenta también la presión de radiación, y en proporción a la cuarta potencia de la temperatura. Cuando la temperatura se dobla, la presión de radiación aumenta dieciséis veces, y el equilibrio entre la misma y la gravitación se hace cada vez más delicado. Llegado el momento, las temperaturas centrales pueden subir tanto, según la sugerencia de Hoyle, que los átomos de hierro se dividan en helio. Pero para que esto suceda, tal y como hemos dicho, debe verterse energía en los átomos. El único lugar donde la estrella conseguirá esa energía es en su campo gravitatorio. Cuando la estrella se encoge, la energía que gana se emplea para convertir el hierro en helio. La cantidad de energía necesaria es tan grande, que la estrella se encogerá drásticamente hasta una pequeña fracción de su primitivo volumen y, según Hoyle, debe hacerlo en más o menos un segundo.

Cuando una estrella así comienza a colapsarse, su núcleo de hierro está aún rodeado por un voluminoso manto exterior de átomos aún no formados con un máximo de estabilidad. A medida que las regiones exteriores se colapsan, y su temperatura aumenta, esas sustancias aún combinables «se incendian» al instante. El resultado es una explosión que destroza la materia exterior del cuerpo de la estrella. Dicha explosión es una supernova. Fue una explosión así que la creó la nebulosa del Cangrejo.

La materia que explosionó en el espacio como resultado de una explosión supernova es de enorme importancia para la evolución del Universo. En el momento del *big bang,* sólo se formaron hidrógeno y helio. En el núcleo de las estrellas, otros átomos, más complejos, se han ido constituyendo hasta llegar al hierro. Sin una explosión supernova, esos átomos complejos seguirían en los núcleos y, llegado el momento, en las enanas blancas. Sólo unas triviales cantidades se abrirían paso hacia el Universo, por lo general a través de los halos de las nebulosas planetarias.

En el transcurso de la explosión supernova, material de las capas interiores de las estrellas serían proyectadas violentamente en el espacio circundante. La vasta energía de la explosión llevaría a la formación de átomos más complejos que los de hierro.

La materia explosionada al espacio se añadiría a las nubes de polvo y gas ya existentes y serviría como materia prima para la formación de nuevas estrellas de *segunda generación,* ricas en hierro y en otros elementos metálicos. Probablemente, nuestro propio Sol sea una estrella de segunda generación, mucho más joven que las viejas estrellas de algunos de los cúmulos globulares libres de polvo. Esas estrellas de *primera generación* son pobres en metales y ricas en hidrógeno. La Tierra, formada de los mismos restos de los que nació el Sol, es extraordinariamente rica en hierro, ese hierro que una vez pudo haber existido en el centro de una estrella que estalló hace miles de millones de años.

¿Pero, qué le sucede a la porción contraída de las estrellas que estallan en las explosiones supernovas? ¿Constituyen enanas blancas? ¿Las más grandes y más masivas estrellas forman, simplemente, unas enanas blancas más grandes y con mayor masa?

La primera indicación de que no puede ser así, y que no cabe esperar enanas blancas más y más grandes, llegó en 1939 cuando el astrónomo indio Subrahmanyan Chandrasekhar, trabajando en el Observatorio Yerkes, cerca de Williams Bay, Wisconsin, calculó que ninguna estrella de más de 1,4 veces la masa de nuestro Sol (ahora denominado *límite de Chandrasekhar)* puede convertirse en una enana blanca por el proceso «normal» descrito por Hoyle. Y, en realidad, todas las enanas blancas hasta ahora observadas han demostrado encontrarse por debajo del límite de masa de Chandrasekhar.

La razón para la existencia del límite de Chandrasekhar es que las enanas blancas se mantienen a salvo de encogerse más allá por la mutua repulsión de los electrones (partículas subatómicas acerca de las que discutiré más adelante) contenidos en sus átomos. Con una masa creciente, aumenta la intensidad gravitatoria y, a 1,4 veces la masa del Sol, la repulsión de electrones ya no es suficiente, y la enana blanca se colapsa en forma de estrella cada vez más tenue y menos densa, con partículas subatómicas en virtual contacto. La detección de tales acontecimientos posteriores tuvo que aguardar a nuevos métodos para sondear el Universo, aprovechando radiaciones diferentes a las de la luz visible.

LAS VENTANAS AL UNIVERSO

Las más formidables armas del hombre para su conquista del conocimiento son la mente racional y la insaciable curiosidad que lo impulsa. Y esta mente, llena de recursos, ha inventado sin cesar instrumentos para abrir nuevos horizontes más allá del alcance de sus órganos sensoriales.

El telescopio

El ejemplo más conocido es el vasto cúmulo de conocimientos que siguieron a la invención del telescopio, en 1609. En esencia, el telescopio es, simplemente, un ojo inmenso. En contraste con la pupila humana, de 6 mm, el telescopio de 200 pulgadas del Monte Palomar tiene más de 100.000 mm^2 de superficie receptora de luz. Su poder colector de la luz intensifica la luminosidad de una estrella aproximadamente un millón de veces, en comparación con la que puede verse a simple vista.

Éste telescopio, puesto en servicio en 1948, es el más grande actualmente en uso en Estados Unidos, pero, en 1976, la Unión Soviética comenzó a realizar observaciones con un telescopio con espejo de 600 centímetros de diámetro, ubicado en las montañas del Cáucaso.

Se trata de uno de los telescopios más grandes de esta clase que es posible conseguir y, a decir verdad, el telescopio soviético no funciona demasiado bien. Sin embargo, existen otros medios de mejorar los telescopios que, simplemente, haciéndolos mayores. Durante los años 1950, Merle A. Ture desarrolló un tubo de imagen que, electrónicamente, aumenta la débil luz recogida por un telescopio, triplicando su potencia. Enjambres de telescopios comparativamente pequeños, funcionando al unísono, pueden producir imágenes equivalentes a las conseguidas por un solo telescopio más grande que cualquiera de estos componentes; y existen en marcha planes, tanto en Estados Unidos como en la Unión Soviética, para construir conjuntos que mejorarán los telescopios de hasta 600 centímetros. Asimismo, un gran telescopio puesto en órbita en torno de la Tierra, sería *capaz* de escudriñar los cielos sin interferencia atmosférica y verían con mayor claridad que cualquier otro telescopio construido en la Tierra. Esto se encuentra asimismo en vías de planificación.

Pero la simple ampliación e intensificación de la luz no es todo lo que los telescopios pueden aportar al ser humano. El primer paso para convertirlo en algo más que un simple colector de luz se dio en 1666, cuando Isaac Newton descubrió que la luz podía

separarse en lo que él denominó un «espectro» de colores. Hizo pasar un haz de luz solar a través de un prisma de cristal en forma triangular, y comprobó que el haz originaba una banda constituida por luz roja, anaranjada, amarilla, verde, azul y violeta, y que cada color pasaba al próximo mediante una transición suave (fig. 2.6). (Por supuesto que el fenómeno en sí ya era familiar en la forma del arco iris, que es el resultado del paso de la luz solar a través de las gotitas de agua, las cuales actúan como diminutos prismas.)

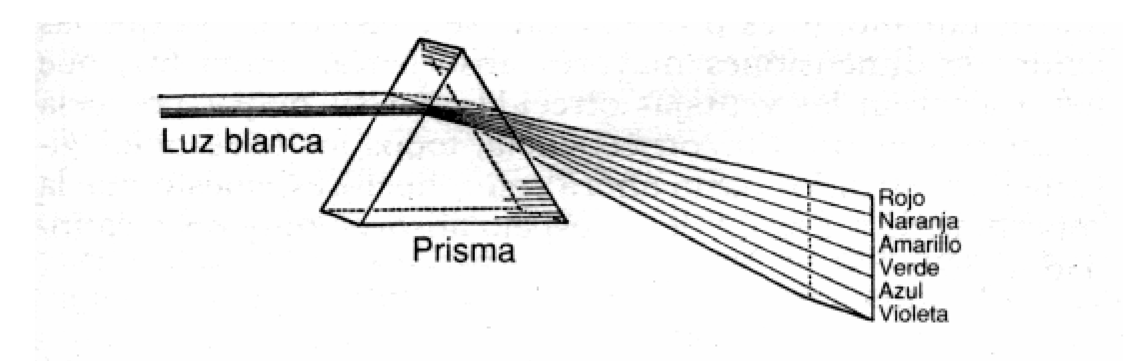


FIG. 2.6. *Experimento de Newton con formación del espectro de la luz blanca.*

Lo que Newton demostró fue que la luz solar, o «luz blanca», es una mezcla de muchas radiaciones específicas (que hoy reconocemos como formas ondulatorias, de diversa longitud de onda), las cuales excitan el ojo humano, determinando la percepción de los citados colores. El prisma los separa, debido a que, al pasar del aire al cristal y de éste a aquél, la luz es desviada en su trayectoria o «refractada», y cada longitud de onda experimenta cierto grado de refracción, la cual es mayor cuanto más corta es la longitud de onda. Las longitudes de onda de la luz violeta son las más refractadas; y las menos, las largas longitudes de onda del rojo.

Entre otras cosas, esto explica un importante defecto en los primeros telescopios, o sea, que los objetos vistos a través de los telescopios aparecían rodeados de anillos de color, que hacía confusa la imagen, debido a que la dispersaban en espectros las lentes a cuyo través pasaba la luz.

Newton intentó una y otra vez corregir este defecto, pues ello ocurría al utilizar lentes de cualquier tipo. Con tal objeto, ideó y construyó un «telescopio reflector», en el cual se utilizaba un espejo parabólico, más que una lente, para ampliar la imagen. La luz de todas las longitudes de onda era reflejada de la misma forma, de tal modo que no se formaban espectros por refracción y, por consiguiente, no aparecían anillos de color *(aberración cromática).*

En 1757, el óptico inglés John Dollond fabricó lentes de dos clases distintas de cristal; cada una de ellas equilibraba la tendencia de la otra a formar espectro. De esta forma pudieron construirse lentes *acromáticas* («sin color»). Con ellas volvieron a hacerse populares los *telescopios refractores.* El más grande de tales telescopios, con una lente de 40 pulgadas, se encuentra en el Observatorio de Yerkes, cerca de la Bahía de Williams (Wisconsin), y fue instalado en 1897. Desde entonces no se han construido telescopios refractores de mayor tamaño, ni es probable que se construyan, ya que las lentes de dimensiones mayores absorberían tanta luz, que neutralizarían las ventajas ofrecidas por su mayor potencia de amplificación. En consecuencia, todos los telescopios gigantes construidos hasta ahora son reflectores, puesto que la superficie de reflexión de un espejo absorbe muy poca cantidad de luz.

El espectroscopio

En 1814, un óptico alemán, Joseph von Fraunhofer, realizó un experimento inspirado en el de Newton. Hizo pasar un haz de luz solar a través de una estrecha hendidura, antes de que fuera refractado por un prisma. El espectro resultante estaba constituido por una serie de imágenes de la hendidura, en la luz de todas las longitudes de onda

posible. Había tantas imágenes de dicha hendidura, que se unían entre sí para formar el espectro. Los prismas de Fraunhofer eran tan perfectos y daban imágenes tan exactas, que permitieron descubrir que no se formaban algunas de las imágenes de la hendidura. Si en la luz solar no había determinadas longitudes de onda de luz, no se formaría la imagen correspondiente de la hendidura en dichas longitudes de onda, y el espectro solar aparecería cruzado por líneas negras.

Fraunhofer señaló la localización de las líneas negras que había detectado, las cuales eran más de 700. Desde entonces se llaman *líneas de Fraunhofer.* En 1842, el físico francés Alexandre Edmond Becquerel fotografió por primera vez las líneas del espectro solar. Tal fotografía facilitaba sensiblemente los estudios espectrales, lo cual, con ayuda de instrumentos modernos, ha permitido detectar en el espectro solar más de 30.000 líneas negras y determinar sus longitudes de onda.

A partir de 1850, una serie de científicos emitió la hipótesis de que las líneas eran características de los diversos elementos presentes en el Sol. Las líneas negras representaban la absorción de la luz, por ciertos elementos, en las correspondientes longitudes de onda; en cambio, las líneas brillantes representarían emisiones características de luz por los elementos. Hacia 1859, el químico alemán Robert Wilhelm Bunsen y su compatriota Gustav Robert Kirchhoff elaboraron un sistema para identificar los elementos. Calentaron diversas sustancias hasta su incandescencia, dispersaron la luz en espectros y midieron la localización de las líneas —en este caso, líneas brillantes de emisión— contra un fondo oscuro, en el cual se había dispuesto una escala, e identificaron cada línea con un elemento particular. Su *espectroscopio* se aplicó en seguida para descubrir nuevos elementos mediante nuevas líneas espectrales no identificables con los elementos conocidos. En un par de años, Bunsen y Kirchhoff descubrieron de esta forma el cesio y el rubidio.

El espectroscopio se aplicó también a la luz del Sol y de las estrellas, y en poco tiempo aportó una sorprendente cantidad de información nueva, tanto de tipo químico como de otra naturaleza. En 1862, el astrónomo sueco Anders Joñas Angstrom identificó el hidrógeno en el Sol gracias a la presencia de las líneas espectrales características de este elemento.

El hidrógeno podía ser también detectado en las estrellas, aunque los espectros de éstas variaban entre sí, debido tanto a las diferencias en su constitución química como a otras propiedades. En realidad, las estrellas podían clasificarse de acuerdo con la naturaleza general de su grupo de líneas espectrales. Tal clasificación la realizó por vez primera el astrónomo italiano Pietro Angelo Secchi, en 1867, basándose en 4.000 espectros. Hacia 1890 el astrónomo americano Edward Charles Pickering estudió los espectros estelares de decenas de millares de cuerpos celestes, lo cual permitió realizar la clasificación espectral con mayor exactitud, habiendo gozado de la inestimable ayuda de Annie J. Cannon y Antonia C. Maury.

Originalmente, esta clasificación se efectuó con las letras mayúsculas por orden alfabético; pero a medida que se fue aprendiendo cada vez más sobre las estrellas, hubo que alterar dicho orden para disponer las clases espectrales en una secuencia lógica. Si las letras se colocan en el orden de las estrellas de temperatura decreciente, tenemos, O, B, A, F, G, K, M, R, N y S. Cada clasificación puede subdividirse luego con los números del 1 al 10. El Sol es una estrella de temperatura media, de la clase espectral de G-0, mientras que Alfa de Centauro es de la G-2. La estrella Proción, algo más caliente, pertenece a la clase F-5, y Sirio, de temperatura probablemente más elevada, de la*A-0.

El espectroscopio podía localizar nuevos elementos no sólo en la Tierra, sino también en el firmamento. En 1868, el astrónomo francés Pierre-Jules-César Janssen observó un eclipse total de Sol desde la India, y comunicó la aparición de una línea espectral que no podía identificar con la producida por cualquier elemento conocido. El astrónomo inglés Sir Norman Lockyer, seguro de que tal línea debía de representar un nuevo elemento, lo denominó «helio», de la voz griega con que se designa el «Sol». Sin embargo, transcurrirían 30 años más antes de que se descubriera el helio en nuestro planeta.

Como ya hemos visto, el espectroscopio se convirtió en un instrumento para medir la velocidad radial de las estrenllas, así como para investigar otros muchos problemas, por ejemplo las características magnéticas de una estrella, su temperatura, si era simple o doble, etc.

Además, las líneas espectrales constituían una verdadera enciclopedia de información sobre la estructura atómica, que, sin embargo, no pudo utilizarse adecuadamente hasta después de 1890, cuando se descubrieron las partículas subatómicas en el interior del átomo. Por ejemplo, en 1885, el físico alemán Johann Jakob Balmer demostró que el hidrógeno producía en el espectro toda una serie de líneas, que se hallaban espaciadas con regularidad, de acuerdo con una fórmula relativamente simple. Este fenómeno fue utilizado una generación más tarde, para deducir una imagen importante de la estructura del átomo de hidrógeno (véase capítulo 8).

El propio Lockyer mostró que las líneas espectrales producidas por un elemento dado se alteraban a altas temperaturas. Esto revelaba algún cambio en los átomos. De nuevo, este hallazgo no fue apreciado hasta que se descubrió que un átomo constaba de partículas más pequeñas, algunas de las cuales eran expulsadas a temperaturas elevadas, lo cual alteraba la estructura atómica y, por tanto, la naturaleza de las líneas que producía el átomo. (Tales líneas fueron a veces interpretadas erróneamente como nuevos elementos, cuando en realidad el helio es el único elemento nuevo descubierto en los cielos.)

Fotografía

Cuando, en 1830, el artista francés Louis-Jacques Mandé Daguerre obtuvo los primeros «daguerrotipos» e introdujo así la fotografía, ésta se convirtió pronto en un valiosísimo instrumento para la Astronomía. A partir de 1840, varios astrónomos americanos fotografiaron la Luna, y una fotografía tomada por George Phillips Bond impresionó profundamente en la Exposición Internacional celebrada en Londres en 1851. También fotografiaron el Sol. En 1860, Secchi tomó la primera fotografía de un eclipse total de Sol. Hacia 1870, las fotografías de tales eclipses habían demostrado ya que la corona y las protuberancias formaban parte del Sol, no de nuestro satélite.

Entretanto, a principios de la década iniciada con 1850, los astrónomos obtuvieron también fotografías de estrellas distantes. En 1887, el astrónomo escocés David Gilí tomaba de forma rutinaria fotografías de las estrellas. De esta forma, la fotografía se hizo más importante que el mismo ojo humano para la observación del Universo.

La técnica de la fotografía con telescopio ha progresado de forma constante. Un obstáculo de gran importancia lo constituye el hecho de que un telescopio grande puede cubrir sólo un campo muy pequeño. Si se intenta aumentar el campo aparece distorsión en los bordes. En 1930, el óptico ruso-alemán Bernard Schmidt ideó un método para introducir una lente correctora, que podía evitar la distorsión. Con esta lente podía fotografiarse cada vez una amplia área del firmamento y observarla en busca de objetos interesantes, que luego podían ser estudiados con mayor detalle mediante un telescopio convencional. Como quiera que tales telescopios son utilizados casi invariablemente para los trabajos de fotografía, fueron denominados *cámaras de Schmidt.*

Las cámaras de Schmidt más grandes empleadas en la actualidad son una de 53 pulgadas, instalada en Tautenberg (ex R. D. de Alemania), y otra de 48 pulgadas, utilizada junto con el telescopio Hale de 200 pulgadas, en el Monte Palomar. La tercera, de 39 pulgadas, se instaló, en 1961, en un observatorio de la Armenia soviética.

Hacia 1800, William Herschel (el astrónomo que por vez primera explicó la probable forma de nuestra galaxia) realizó un experimento tan sencillo como interesante. En un haz de luz solar que pasaba a través de un prisma, mantuvo un termómetro junto al extremo rojo del espectro. La columna de mercurio ascendió. Evidentemente, existía una forma de radiación invisible a longitudes de onda que se hallaban por debajo del espectro visible. La radiación descubierta por Herschel recibió el nombre de *infrarroja*

—por debajo del rojo—. Hoy sabemos que casi el 60 % de la radiación solar se halla situada en el infrarrojo.

En 1801, el físico alemán Johann Wilhelm Ritter exploró el otro extremo del espectro. Descubrió que el nitrato de plata, que se convierte en plata metálica y se oscurece cuando es expuesto a la luz azul o violeta, se descomponía aún más rápidamente al colocarla por debajo del punto en el que el espectro era violeta. Así, Ritter descubrió la «luz» denominada ahora *ultravioleta* (más allá del violeta). Estos dos investigadores, Herschel y Ritter, habían ampliado el espectro tradicional y penetrado en nuevas regiones de radiación.

Estas nuevas regiones prometían ofrecer abundante información. La región ultravioleta del espectro solar, invisible a simple vista, puede ponerse de manifiesto con toda claridad mediante la fotografía. En realidad, si se utiliza un prisma de cuarzo —el cuarzo transmite la luz ultravioleta, mientras que el cristal corriente absorbe la mayor parte de ella— puede registrarse un espectro ultravioleta bastante complejo, como lo demostró por vez primera, en 1852, el físico británico George Gabriel Stokes. Por desgracia, la atmósfera sólo permite el paso de radiaciones del *ultravioleta cercano,* o sea la región del espectro constituida por longitudes de onda casi tan largas como las de la luz violeta. El *ultravioleta lejano,* con sus longitudes de onda particularmente cortas, es absorbido en la atmósfera superior.

Radioastronomía

En 1860, el físico escocés James Clerk Maxwell elaboró una teoría que predecía la existencia de toda una familia de radiaciones asociadas a los fenómenos eléctricos y magnéticos *(radiación electromagnética),* familia de la cual la luz corriente era sólo una pequeña fracción. La primera radiación definida de las predichas por él llegó un cuarto de siglo más tarde, siete años después de su prematura muerte por cáncer. En 1887, el físico alemán Heinrich Rudolf Hertz, al generar una corriente oscilatoria a partir de la chispa de una bobina de inducción, produjo y detectó una radiación de longitudes de onda extremadamente largas, mucho más largas que las del infrarrojo comente. Se les dio el nombre de *ondas radio.*

Las longitudes de onda de la luz visible se miden en mieras o micrones (milésima parte del milímetro, representada por una letra griega μ). Se extienden desde las 0,39 (extremo violeta) a las 0,78 *μ* (extremo rojo). Seguidamente se encuentra el «infrarrojo lejano» (30 a 1.000 *μ).* Aquí es donde empiezan las ondas radio: las denominadas «ondas ultracortas» se extienden desde las 1.000 a las 160.000 *μ* y las radioeléctricas de onda larga llegan a tener muchos miles de millones de micras.

La radiación puede caracterizarse no sólo por la longitud de onda, sino también por la «frecuencia», o sea, el número de ondas de radiación producidas por segundo. Este valor es tan elevado para la luz visible y la infrarroja, que no suele emplearse en estos casos. Sin embargo, para las ondas de radio la frecuencia alcanza cifras más bajas, y entonces es ventajoso definirlas en términos de ésta. Un millar de ondas por segundo se llama «kilociclo», y un millón de ondas por segundo «megaciclo». La región de las ondas ultracortas se extiende desde los 300.000 hasta los 1.000 megaciclos. Las ondas de radio mucho mayores, usadas en las emisoras de radio corrientes, se hallan en el campo de frecuencia de los kilociclos.

Una década después del descubrimiento de Hertz, se extendió, de forma similar, el otro extremo del espectro. En 1895, el físico alemán Wilhelm Konrad Roentgen descubrió, accidentalmente, una misteriosa radiación que denominó *rayos X.* Sus longitudes de onda resultaron ser más cortas que las ultravioleta. Posteriormente, Rutherford demostró que los *rayos gamma,* asociados a la radiactividad, tenían una longitud de onda más pequeña aún que las de los rayos X.

La mitad del espectro constituido por las ondas cortas se divide ahora de una manera aproximada, de la siguiente forma: las longitudes de onda de 0,39 a 0,17 μ pertenecen al «ultravioleta cercano»; de las 0,17 a la 0,01 μ al «ultravioleta lejano»; de las 0,01 a las 0,00001 μ a los rayos X, mientras que los rayos gamma se extienden desde esta

cifra hasta menos de la milmillonésima parte de la miera.

Así, pues, el espectro original de Newton se había extendido enormemente. Si consideramos cada duplicación de una longitud de onda como equivalente a una octava (como ocurre en el caso del sonido), el espectro electromagnético, en toda su extensión estudiada, abarca 60 octavas. La luz visible ocupa sólo una de estas octavas, casi en el centro del espectro.

Por supuesto que con un espectro más amplio podemos tener un punto de vista más concreto sobre las estrellas. Sabemos, por ejemplo, que la luz solar es rica en luz ultravioleta e infrarroja. Nuestra atmósfera filtra la mayor parte de estas radiaciones; pero en 1931, y casi por accidente, se descubrió una ventana de radio al Universo.

Karl Jansky, joven ingeniero radiotécnico de los Laboratorios de la «Bell Telephone», estudió los fenómenos de estática que acompañan siempre a la recepción de radio. Apareció un ruido muy débil y constante, que no podía proceder de ninguna de las fuentes de origen usuales. Finalmente, llegó a la conclusión de que la estática era causada por ondas de radio procedentes del espacio exterior.

Al principio, las señales de radio procedentes del espacio parecían más fuertes en la dirección del Sol; pero, con los días, tal dirección fue desplazándose lentamente desde el Sol y trazando un círculo en el cielo. Hacia 1933, Jansky emitió la hipótesis de que las ondas de radio procedían de la Vía Láctea y, en particular, de Sagitario, hacia el centro de la Galaxia.

Así nació la «radioastronomía». Los astrónomos no se sirvieron de ella en seguida, pues tenía graves inconvenientes. No proporcionaba imágenes nítidas, sino sólo trazos ondulantes sobre un mapa, que no eran fáciles de interpretar. Pero había algo más grave aún: las ondas de radio eran de una longitud demasiado larga para poder resolver una fuente de origen tan pequeña como una estrella. Las señales de radio a partir del espacio ofrecían longitudes de onda de cientos de miles e incluso de millones de veces la longitud de onda de la luz, y ningún receptor convencional podía proporcionar algo más que una simple idea general de la dirección de que procedían. Un *radiotelescopio* debería tener una «cubeta» receptora un millón de veces mayor que el espejo de un telescopio óptico para producir una foto nítida del firmamento. Para que una cubeta de radio fuese el equivalente a un telescopio de 200 pulgadas, debería extenderse en una longitud de unos 6.000 km y tener dos veces el área de Estados Unidos, lo cual era manifiestamente imposible.

Estas dificultades oscurecieron la importancia del nuevo descubrimiento, hasta que un joven radiotécnico, Grote Reber, por pura curiosidad personal, prosiguió los estudios sobre este hallazgo. Hacia 1937, gastó mucho tiempo y dinero en construir, en el patio de su casa, un pequeño «radiotelescopio» con un «reflector» paraboloide de unos 900 cm de diámetro, para recibir y concentrar las ondas de radio. Empezó a trabajar en 1938, y no tardó en descubrir una serie de fuentes de ondas de radio distintas de la de Sagitario una, en la constelación del Cisne, por ejemplo, y otra en la de Casiopea. (A tales fuentes de radiación se les dio al principio el nombre de «radioestrellas», tanto si las fuentes de origen eran realmente estrellas, como si no lo eran; hoy suelen llamarse «fuentes radio».)

Durante la Segunda Guerra Mundial, mientras los científicos británicos desarrollaban el radar, descubrieron que el Sol interfería sus señales al emitir radiaciones en la región de las ondas ultracortas. Esto excitó su interés hacia la Radioastronomía, y, después de la guerra, los ingleses prosiguieron sus radiocontactos con el Sol. En 1950 descubrieron que gran parte de las señales radio procedentes del Sol estaban asociadas con sus manchas. (Jansky había realizado sus experiencias durante un período de mínima actividad solar, motivo por el cual había detectado más la radiación galáctica que la del Sol.)

Y lo que es más, desde que la tecnología del radar ha empleado las mismas longitudes de onda de la radioastronomía, a finales de la Segunda Guerra Mundial, los astrónomos tuvieron a su disposición una gran serie de instrumentos adaptados a la

manipulación de las microondas que no existían antes de la guerra. Éstos se mejoraron con rapidez y creció en seguida el interés por la radioastronomía.

Los británicos fueron los pioneros en la construcción de grandes antenas y series de receptores muy separados (técnica usada por primera vez en Australia) para hacer más nítida la recepción y localizar las estrellas emisoras de ondas radio. Su pantalla, de 75 m, en Jodrell Bank, Inglaterra —construida bajo la supervisión de Sir Bernard Lowell—, fue el primer radiotelescopio verdaderamente grande.

Se encontraron otras formas de mejorar la recepción. No resultó necesario construir radiotelescopios imposiblemente enormes para lograr una resolución elevada. En vez de ello, se puede construir radiotelescopios de un tamaño adecuado en lugares separados por una gran distancia. Si ambas pantallas son cronometradas gracias a unos *relojes atómicos* superexactos y pueden moverse al unísono con ayuda de una inteligente computerización, los dos juntos lograrán resultados similares a los producidos por una sola pantalla mayor que la anchura combinada, aparte de la distancia de separación. Tales combinaciones de pantallas se dice que son radiotelescopios con una *larga línea de base* e incluso *muy larga línea de base.* Los astrónomos australianos, con un país grande y relativamente vacío a su disposición, fueron los pioneros en este avance; y, en la actualidad, pantallas que cooperan en California y en Australia han conseguido líneas de base de más de 10.000 kilómetros.

Además los radiotelescopios no producen borrosidades y están más allá de los aguzados ojos de los telescopios ópticos. En la actualidad, los radiotelescopios pueden conseguir *más* detalles que los telescopios ópticos. En realidad, tales largas líneas de base de los radiotelescopios han llegado hasta donde les es posible en la superficie de la Tierra, pero los astrónomos sueñan ya con radiotelescopios en el espacio, conjuntados unos con otros y con pantallas en la Tierra, que conseguirían líneas de base aún más largas. Sin embargo, antes de que los radiotelescopios avanzasen hasta sus presentes niveles, se llevaron a cabo importantes descubrimientos.

En 1947, el astrónomo australiano John C. Bolton detectó la tercera fuente radio más intensa del firmamento, y demostró que procedía de la nebulosa del Cangrejo. De las fuentes radio detectadas en distintos lugares del firmamento, ésta fue la primera en ser asignada a un objeto realmente visible, parecía improbable que fuera una enana blanca lo que daba origen a la radiación, ya que otras enanas blancas no cumplían esta misión. Resultaba mucho más probable que la fuente en cuestión fuese la nube de gas en expansión en la nebulosa.

Esto apoyaba otras pruebas de que las señales radio procedentes del Cosmos se originaban principalmente en gases turbulentos. El gas turbulento de la atmósfera externa del Sol origina ondas radio, por lo cual se denomina «sol radioemisor», cuyo tamaño es superior al del Sol visible. Posteriormente se comprobó que también Júpiter, Saturno y Venus —planetas de atmósfera turbulenta— eran emisores de ondas radio.

Jansky, que fue el iniciador de todo esto, no recibió honores durante su vida, y murió, en 1950, a los 44 años de edad, cuando la Radioastronomía empezaba a adquirir importancia. En su honor, y como reconocimiento postumo, las emisiones radio se miden ahora por «janskies».

Mirando más allá de nuestra Galaxia

La Radioastronomía exploró la inmensidad del espacio. Dentro de nuestra Galaxia existe una potente fuente radio —la más potente entre las que trascienden el Sistema Solar—, denominada «Cas» por hallarse localizada en Casiopea. Walter Baade y Rudolph Minkowski, en el Monte Palomar, dirigieron el telescopio de 200 pulgadas hacia el punto donde esta fuente había sido localizada por los radiotelescopios británicos, y encontraron indicios de gas en turbulencia. Es posible que se trate de los restos de la supernova de 1572, que Kepler había observado en Casiopea.

Un descubrimiento más distante aún fue realizado en 1591. La segunda fuente radio de mayor intensidad se halla en la constelación del Cisne. Reber señaló por vez

primera su presencia en 1944. Cuando los radiotelescopios la localizaron más tarde con mayor precisión, pudo apreciarse que esta fuente radio se hallaba fuera de nuestra Galaxia. Fue la primera que se localizó más allá de la Vía Láctea. Luego, en 1951, Baade, estudiando, con el telescopio de 200 pulgadas, la porción indicada del firmamento, descubrió una singular galaxia en el centro del área observada. Tenía doble centro y parecía estar distorsionada. Baade sospechó que esta extraña galaxia, de doble centro y con distorsión, no era en realidad una galaxia, sino dos, unidas por los bordes como dos platillos al entrechocar. Baade pensó que eran dos galaxias en colisión, posibilidad que ya había discutido con otros astrónomos.

La evidencia pareció apoyar este punto de vista y, durante algún tiempo, las galaxias en colisión fueron aceptadas como un hecho. Dado que la mayoría de las galaxias existen en grupos más bien compactos, en los que se mueven como las abejas en un enjambre, dichas colisiones no parecían nada improbables.

La radiofuente de Cisne se creyó que se hallaba a unos 260 millones de años luz de distancia, aunque las señales de radio fueran mucho más fuertes que las de la nebulosa del Cangrejo en nuestra vecindad estelar. Ésta fue la primera indicación de que los radiotelescopios serían capaces de penetrar a mayores distancias que los telescopios ópticos. Incluso el radiotelescopio de 75 metros de Jodrell Bank, pequeño según los actuales niveles, poseía mayor radio de acción que un telescopio óptico que le superase en medio metro.

Pero cuando aumentó el número de fuentes radio halladas entre las galaxias distantes, y tal número pasó de 100, los astrónomos se inquietaron. No era posible que todas ellas pudieran atribuirse a galaxias en colisión. Sería como pretender sacar demasiado partido a una posible explicación.

A decir verdad, la noción sobre colisiones galácticas en el Universo se tambaleó cada vez más. En 1955, el astrofísico soviético Víctor Amazaspovich Ambartsumian expuso ciertos fundamentos teóricos para establecer la hipótesis de que las radiogalaxias tendían a la explosión, más bien que a la colisión.

Esta posibilidad se ha visto grandemente reforzada por el descubrimiento, en 1963, de que la galaxia M-82, en la constelación de la Osa Mayor (un poderoso emisor de ondas radio, a unos 10 millones de años luz de distancia) es una *galaxia en explosión.*

La investigación de la M-82 con el telescopio Hale de medio metro, empleando luz de una particular longitud de onda, nos ha mostrado grandes chorros de materia de hasta 1.000 años luz de longitud, que emergen del centro galáctico. Por la cantidad de materia explosionando hacia el exterior, la distancia a que ha viajado, y su índice de recorrido, parece probable que la explosión tuviera lugar hace 1.500.000 años.

Ahora se tiene la impresión de que los núcleos galácticos son por lo general activos y que tienen lugar allí unos acontecimientos turbulentos y muy violentos, y que el Universo, en líneas generales, es un lugar más violento de lo que soñábamos antes de la llegada de la radioastronomía. La aparente profunda serenidad del firmamento, tal y como es contemplado por el ojo desnudo, es sólo producto de nuestra limitada visión (que ve sólo las estrellas de nuestra propia tranquila vecindad) durante un período limitado de tiempo.

En el auténtico centro de nuestra Galaxia, existe una pequeña región, todo lo más unos cuantos años luz de distancia, que es una radiofuente intensamente activa.

E, incidentalmente, el hecho de que las galaxias en explosión existan, y que los núcleos galácticos activos puedan ser comunes e incluso universales, no desestima necesariamente la noción de colisión galáctica. En cualquier enjambre de galaxias, parece probable que las galaxias mayores crezcan a expensas de las pequeñas, y a menudo una galaxia es considerablemente más grande que cualquiera de las otras en el enjambre. Existen indicios de que han logrado su tamaño colisionando con otras galaxias más pequeñas y absorbiéndolas. Se ha fotografiado una gran galaxia que muestra signos de varios núcleos diferentes, todos los cuales menos uno no le son

propios sino que, en otro tiempo, formaron parte de galaxias independientes. La frase *galaxia caníbal* ha comenzado, pues, a ser empleada.

LOS NUEVOS OBJETOS

Al entrar en la década de 1960-1970, los astrónomos tenían razones para suponer que los objetos físicos del firmamento nos depararían ya pocas sorpresas. Nuevas teorías, nuevos atisbos reveladores., sí; pero habiendo transcurrido ya tres siglos de concienzuda observación con instrumentos cada vez más perfectos, no cabía esperar grandes y sorprendentes descubrimientos en materia de estrellas, galaxias u otros elementos similares.

Si alguno de los astrónomos opinaba así, habrá sufrido una serie de grandes sobresaltos, el primero de ellos, ocasionado por la investigación de ciertas radiofuentes que parecieron insólitas, aunque no sorprendentes.

Cuasares

Las primeras radiofuentes sometidas a estudio en la profundidad del espacio parecían estar en relación con cuerpos dilatados de gas turbulento: la nebulosa del Cangrejo, las galaxias distantes y así sucesivamente. Sin embargo, surgieron unas cuantas radiofuentes cuya pequenez parecía desusada. Cuando los radiotelescopios, al perfeccionarse, fueron permitiendo una visualización cada vez más alambicada de las radiofuentes, se vislumbró la posibilidad de que ciertas estrellas individuales emitieran radioondas.

Entre esas radiofuentes compactas se conocían las llamadas 3C48, 3C147, 3C196, 3C273 y 3C286. «3C» es una abreviatura para designar el «Tercer Catálogo de estrellas radioemisoras, de Cambridge», lista compilada por el astrónomo inglés Martin Ryle y sus colaboradores; las cifras restantes designan el lugar de cada fuente en dicha lista.

En 1960, Sandage exploró concienzudamente, con un telescopio de 200 pulgadas, las áreas donde aparecían estas radiofuentes compactas, y en cada caso una estrella pareció la fuente de radiación. La primera estrella descubierta fue la asociada con el 3C48. Respecto al 3C273, el más brillante de todos los objetos, Cyril Hazard determinó en Australia su posición exacta al registrar el bache de radiación cuando la Luna pasó ante él.

Ya antes se habían localizado las citadas estrellas mediante barridos fotográficos del firmamento; entonces se tomaron por insignificantes miembros de nuestra propia Galaxia. Sin embargo, su inusitada radioemisión indujo a fotografiarlas con más minuciosidad, hasta que, por fin, se puso de relieve que *no todo* era como se había supuesto. Ciertas nebulosidades ligeras resultaron estar claramente asociadas a algunos objetos, y el 3C273 pareció proyectar un minúsculo chorro de materia. En realidad eran dos las radiofuentes relacionadas con el 3C273: una procedente de la estrella, y otra, del chorro. El detenido examen permitió poner de relieve otro punto interesante: las citadas estrellas irradiaban luz ultravioleta con una profusión desusada.

Entonces pareció lógico suponer que, pese a su aspecto de estrellas, las radiofuentes compactas no eran, en definitiva, estrellas corrientes. Por lo pronto se las denominó «fuentes cuasiestelares», para dejar constancia de su similitud con las estrellas. Como este término revistiera cada vez más importancia para los astrónomos, la denominación de «radiofuente cuasiestelar» llegó a resultar engorrosa, por lo cual, en 1964, el físico americano, de origen chino, Hong Yee Chiu ideó la abreviatura «cuasar» *(cuasi-estelar),* palabra que, pese a ser poco eufónica, ha conquistado un lugar inamovible en la terminología astronómica.

Como es natural, el cuasar ofrece el suficiente interés como para justificar una investigación con la batería completa de procedimientos técnicos astronómicos, lo cual significa espectroscopia. Astrónomos tales como Alien Sandage, Jesse L. Greenstein y

Maarten Schmidt se afanaron por obtener el correspondiente espectro. Al acabar su trabajo, en 1960, se encontraron con unas rayas extrañas, cuya identificación fue de todo punto imposible. Por añadidura, las rayas del espectro de cada cuasar no se asemejaban a las de ningún otro.

En 1963, Schmidt estudió de nuevo el 3C273, que, por ser el más brillante de los misteriosos objetos, mostraba también el espectro más claro. Se veían en él seis rayas, cuatro de las cuales estaban esparcidas de tal modo, que semejaban una banda de hidrógeno, lo cual habría sido revelador si no fuera por la circunstancia de que tales bandas no deberían estar en el lugar en que se habían encontrado. Pero, ¿y si aquellas rayas tuviesen una localización distinta, pero hubieran aparecido allí porque se las hubiese desplazado hacia el extremo rojo del espectro? De haber ocurrido así, tal desplazamiento habría sido muy considerable e implicaría un retroceso a la velocidad de 40.000 km/seg. Aunque esto parecía inconcebible, si se hubiese producido tal desplazamiento, sería posible identificar también las otras dos rayas, una de las cuales representaría oxígeno menos dos electrones, y la otra, magnesio menos dos electrones.

Schmidt y Greenstein dedicaron su atención a los espectros de otros cuasares y comprobaron que las rayas serían también identificables si se presupusiera un enorme corrimiento hacia el extremo rojo.

Los inmensos corrimientos hacia el rojo podrían haber sido ocasionados por la expansión general del Universo; pero si se planteara la ecuación del corrimiento hacia el rojo con la distancia, según la ley de Hubble, resultaría que el cuasar no podría ser en absoluto una estrella corriente de nuestra galaxia. Debería figurar entre los objetos más distantes, situados a miles de millones de años luz.

Hacia fines de 1960 se habían descubierto ya, gracias a tan persistente búsqueda, 150 cuasares. Luego se procedió a estudiar los espectros de unas 110. Cada uno de ellos mostró un gran corrimiento hacia el rojo, y, por cierto, en algunos casos bastante mayor que el del 3C273. Según se ha calculado, algunos distan unos 9 mil millones de años luz.

Desde luego, si los cuasares se hallan tan distantes como se infiere de los desplazamientos hacia el extremo rojo, los astrónomos habrán de afrontar algunos obstáculos desconcertantes y difíciles de franquear. Por lo tanto, esos objetos deberán ser excepcionalmente luminosos, para brillar tanto a semejante distancia: entre treinta y cien veces más luminosos que toda una galaxia corriente.

Ahora bien, si fuera cierto y los cuasares tuvieran la forma y el aspecto de una galaxia, encerrarían un número de estrellas cien veces superior al de una galaxia común y serían cinco o seis veces mayores en cada dimensión. E incluso a esas enormes distancias deberían mostrar, vistas a través de los grandes telescopios, unos inconfundibles manchones ovalados de luz. Pero no ocurre así. Hasta con los mayores telescopios se ven como puntos semejantes a estrellas, lo cual parece indicar que, pese a su insólita luminosidad, tienen un tamaño muy inferior al de las galaxias corrientes.

Otro fenómeno vino a confirmar esa pequenez. Hacia los comienzos de 1963 se comprobó que los cuasares eran muy variables respecto a la energía emitida, tanto en la región de la luz visible como en la de las radioondas. Durante un período de pocos años se registraron aumentos y disminuciones nada menos que del orden de tres magnitudes.

Para que la radiación experimente tan extremas variaciones en tan breve espacio de tiempo, un cuerpo debe ser pequeño. Las pequeñas variaciones obedecen a ganancias o pérdidas de brillo en ciertas regiones de un cuerpo; en cambio, las grandes abarcan todo el cuerpo sin excepción. Así, pues, cuando todo el cuerpo queda sometido a estas variaciones, se ha de notar algún efecto a lo largo del mismo, mientras duran las variaciones. Pero como quiera que no hay efecto alguno que viaje a mayor velocidad que la luz, si un cuasar varía perceptiblemente durante un período de pocos años, su

diámetro no puede ser superior a un año luz. En realidad, ciertos cálculos parecen indicar que el diámetro de los cuasares podría ser muy pequeño, de algo así como una semana luz (804 mil millones de kilómetros).

Los cuerpos que son tan pequeños y luminosos a la vez deben consumir tales cantidades de energía, que sus reservas no pueden durar mucho tiempo, a no ser que exista una fuente energética hasta ahora inimaginable, aunque, desde luego, no imposible. Otros cálculos demuestran que un cuasar sólo puede liberar energía a ese ritmo durante un millón de años más o menos. Si es así, los cuasares descubiertos habrían alcanzado su estado de tales hace poco tiempo —hablando en términos cósmicos—, y, por otra parte, puede haber buen número de objetos que fueron cuasares en otro tiempo, pero ya no lo son.

En 1965, Sandage anunció el descubrimiento de objetos que podrían ser cuasares envejecidos. Semejaban estrellas azuladas corrientes, pero experimentaban enormes cambios, que los hacían virar al rojo, como los cuasares. Eran semejantes a éstos por su distancia, luminosidad y tamaño, pero no emitían radioondas. Sandage los denominó *«blue stellar objects»* (objetos estelares azules), que aquí designaremos, para abreviar, con la sigla inglesa de BSO.

Los BSO parecen ser más numerosos que los cuasares; según un cálculo aproximado de 1967, los BSO al alcance de nuestros telescopios suman 100.000. La razón de tal superioridad numérica de los BSO sobre los cuasares es la de que estos cuerpos viven mucho más tiempo en la forma de BSO. La creencia de que los cuasares son unos objetos muy distantes no es general entre los astrónomos. Existe una posibilidad de que los enormes corrimientos hacia el rojo de los cuasares no sean *cosmológicos;* es decir, que no sean consecuencia de la expansión general del Universo; de que constituyan tal vez unos objetos relativamente cercanos y que se han alejado de nosotros por alguna razón local, habiendo sido despedidos de un núcleo galáctico, por ejemplo, a tremendas velocidades.

El más ardiente partidario de este punto de vista es el astrónomo norteamericano Halton C. Arp, que ha presentado casos de cuasares que parecen estar físicamente conectados con galaxias próximas en el firmamento. Dado que las galaxias tienen un relativamente bajo corrimiento hacia el rojo, el mayor corrimiento al rojo de los cuasares (que, si está conectado, puede hallarse a la misma distancia), no puede ser cosmológico.

Otro rompecabezas ha sido el descubrimiento, a fines de la década de 1970, de que las radiofuentes en el interior de los cuasares (que se detectan por separado gracias a los actuales radiotelescopios con gran línea de base) parecen separarse a velocidades que son varias veces la de la luz. El sobrepasar la velocidad de la luz se considera imposible según la actual teoría física, pero tal *velocidad superlumínica* existiría sólo en los cuasares que se hallan más alejados de lo que creemos. Si estuviesen en realidad más próximos, en ese caso el índice aparente de separación se traduciría en velocidades menores que las de la luz.

Sin embargo, el punto de vista de que los cuasares se encuentran relativamente cerca (que puede significar asimismo que son menos luminosos y que producen menos energía facilitando así este rompecabezas) no ha conseguido el apoyo de la mayoría de los astrónomos. El punto de vista general es que las pruebas a favor de las distancias cosmológicas es insuficientemente consistente, y que las aparentes velocidades superlumínicas son el resultado de una ilusión óptica (y ya se han avanzado varias explicaciones plausibles).

Pero, si los cuasares se hallan tan distantes como sus corrimientos hacia el rojo hacen suponer, si son incluso tan pequeños y luminosos y energéticos como sus distancias hacen necesarios, ¿qué son en definitiva?

La respuesta más verosímil data de 1943, cuando el astrónomo estadounidense Cari Seyfert observó una rara galaxia, con una luz muy brillante y un núcleo muy pequeño. Otras galaxias de esta clase ya habían sido observadas, y todo el grupo se llama ahora

galaxias Seyfert.

¿No sería posible que las galaxias Seyfert fueran objetos intermedios entre las galaxias corrientes y los cuasares? Sus brillantes centros muestran variaciones luminosas, que hacen de ellos algo casi tan pequeño como los cuasares. Si se intensificara aún más la luminosidad de tales centros y se oscureciera proporcionalmente el resto de la galaxia, acabaría por ser imperceptible la diferencia entre un cuasar y una galaxia Seyfert; por ejemplo, la 3C120 podría considerarse un cuasar por su aspecto.

Las galaxias Seyfert experimentan sólo moderados corrimientos hacia el rojo, y su distancia no es enorme. Tal vez los cuasares sean galaxias Seyfert muy distantes; tanto, que podemos distinguir únicamente sus centros, pequeños y luminosos, y observar sólo los mayores. ¿No nos causará ello la impresión de que estamos viendo unos cuasares extraordinariamente luminosos, cuando en verdad deberíamos sospechar que sólo unas cuantas galaxias Seyfert, muy grandes, forman esos cuasares, que divisamos a pesar de su gran distancia?

Asimismo, fotografías recientes han mostrado signos de neblina, que parecen indicar la apagada galaxia que rodea al pequeño, activo y muy luminoso centro. Presumiblemente, pues, el extremo más alejado del Universo, a más de mil millones de años luz, está lleno de galaxias lo mismo que en las regiones más próximas. Sin embargo, la mayoría de estas galaxias son demasiado poco luminosas para que se las vea ópticamente, y contemplamos sólo los brillantes centros de los individuos más activos y mayores entre ellos.

Estrellas neutrónicas

Así como la emisión de radioondas ha originado ese peculiar y desconcertante cuerpo astronómico llamado cuasar, la investigación en el otro extremo del espectro esboza otro cuerpo igualmente peculiar, aunque no tan desconcertante.

En 1958, el astrofísico americano Herbert Friedman descubrió que el Sol generaba una considerable cantidad de rayos X. Naturalmente no era posible detectarlos desde la superficie terrestre, pues la atmósfera los absorbía; pero los cohetes disparados más allá de la atmósfera y provistos de instrumentos adecuados, detectaban esa radiación con suma facilidad.

Durante algún tiempo constituyó un enigma la fuente de los rayos X solares. En la superficie del Sol, la temperatura es sólo de 6.000 °C, o sea, lo bastante elevada para convertir en vapor cualquier forma de materia, pero insuficiente para producir rayos X. La fuente debería hallarse en la corona solar, tenue halo gaseoso que rodea al Sol por todas partes y que tiene una anchura de muchos millones de kilómetros. Aunque la corona difunde una luminosidad equivalente al 50 % de la lunar, sólo es visible durante los eclipses —por lo menos, en circunstancias corrientes—, pues la luz solar propiamente dicha la neutraliza por completo. En 1930, el astrónomo francés Bernard-Ferdinand Lyot inventó un telescopio que a gran altitud, y con días claros, permitía observar la corona interna, aunque no hubiera eclipse.

Incluso antes de ser estudiados los rayos X con ayuda de cohetes, se creía que dicha corona era la fuente generadora de tales rayos, pues se la suponía sometida a temperaturas excepcionalmente elevadas. Varios estudios de su espectro (durante los eclipses) revelaron rayas que no podían asociarse con ningún elemento conocido. Entonces se sospechó la presencia de un nuevo elemento, que recibió el nombre de «coronio». Sin embargo, en 1941 se descubrió que los átomos de hierro podían producir las mismas rayas del coronio cuando perdían muchas partículas subatómicas. Ahora bien, para disociar todas esas partículas se requerían temperaturas cercanas al millón de grados, suficientes, sin duda, para generar rayos X.

La emisión de rayos X aumenta de forma notable cuando sobreviene una erupción solar en la corona. Durante ese período, la intensidad de los rayos X comporta temperaturas equivalentes a 100 millones de grados en la corona, por encima de la erupción. La causa de unas temperaturas tan enormes en el tenue gas de la corona

sigue promoviendo grandes controversias. (Aquí es preciso distinguir entre la temperatura y el calor. La temperatura sirve, sin duda, para evaluar la energía cinética de los átomos o las partículas en el gas; pero como quiera que estas partículas son escasas, es bajo el verdadero contenido calorífico por unidad de volumen. Las colisiones entre partículas de extremada energía producen los rayos X.)

Estos rayos X provienen también de otros espacios situados más allá del Sistema Solar. En 1963, Bruno Rossi y otros científicos lanzaron cohetes provistos de instrumentos para comprobar si la superficie lunar reflejaba los rayos X solares. Entonces descubrieron en el firmamento dos fuentes generadoras de rayos X singularmente intensos. En seguida se pudo asociar la más débil (denominada «Tau X-l», por hallarse en la constelación de Tauro) a la nebulosa del Cangrejo. Hacia 1966 se descubrió que la más potente, situada en la constelación de Escorpión («Esco X-l»), era asociable a un objeto óptico que parecía ser (como la nebulosa del Cangrejo) el residuo de una antigua nova. Desde entonces se han detectado en el firmamento varias docenas de fuentes generadoras de rayos X, aunque más débiles.

La emisión de rayos X de la energía suficiente como para ser detectados a través de una brecha interestelar, requería una fuente de considerable masa, y temperaturas excepcio-nalmente altas. Así pues, quedaba descartada la concentración de rayos emitidos por la corona solar.

Esa doble condición de masa y temperatura excepcional (un millón de grados) parecía sugerir la presencia de una «estrella enana superblanca». En fechas tan lejanas ya como 1934, Zwicky había insinuado que las partículas subatómicas de una enana blanca podrían combinarse para formar partículas no modificadas, llamadas «neutrones». Entonces sería posible obligarlas a unirse hasta establecer pleno contacto. Se formaría así una esfera de unos 16 km de diámetro como máximo, que, pese a ello, conservaría la masa de una estrella regular. En 1939, el físico americano J. Robert Oppenheimer especificó, con bastantes pormenores, las posibles propiedades de semejante «estrella-neutrón». Tal objeto podría alcanzar temperaturas de superficie lo bastante elevadas —por lo menos, durante las fases iniciales de su formación e inmediatamente después— como para emitir con profusión rayos X.

La investigación dirigida por Friedman para probar la existencia de las «estrellas-neutrón» se centró en la nebulosa del Cangrejo, donde, según se suponía, la explosión cósmica que la había originado podría haber dejado como residuo no una enana blanca condensada, sino una «estrella-neutrón» supercondensada. En julio de 1964, cuando la luna pasó ante la nebulosa del Cangrejo, se lanzó un cohete estratosférico para captar la emisión de rayos X. Si tal emisión procediera de una estrella-neutrón, se extinguiría tan pronto como la Luna pasara por delante del diminuto objeto. Si la emisión de rayos X proviniera de la nebulosa del Cangrejo, se reduciría progresivamente, a medida que la Luna eclipsara la nebulosa. Ocurrió esto último, y la nebulosa del Cangrejo dio la impresión de ser simplemente una corona mayor y mucho más intensa, del diámetro de un año luz.

Por un momento pareció esfumarse la posibilidad de que las estrellas-neutrón fueran perceptibles, e incluso de que existieran; pero durante aquel mismo año, en que no se pudo revelar el secreto que encerraba la nebulosa del Cangrejo, se hizo un nuevo descubrimiento en otro campo. Las radioondas de ciertas fuentes revelaron, al parecer, una fluctuación de intensidad muy rápida. Fue como si brotaran «centelleos radioeléctricos» acá y allá.

Los astrónomos se apresuraron a diseñar instrumentos apropiados para captar ráfagas muy cortas de radioondas, en la creencia de que ello permitiría un estudio más detallado de tan fugaces cambios. Anthony Hewish, del Observatorio de la Universidad de Cambridge, figuró entre los astrónomos que utilizaron dichos radiotelescopios.

Apenas empezó a manejar el telescopio provisto del nuevo detector, localizó ráfagas de energía radioeléctricas emitidas desde algún lugar situado entre Vega y Altair. No resultó difícil detectarlas, lo cual, por otra parte, habría sido factible mucho antes si los astrónomos hubiesen tenido noticias de esas breves ráfagas y hubieran aportado el

material necesario para su detección. Las citadas ráfagas fueron de una brevedad sorprendente: duraron sólo 1/30 de segundo. Y se descubrió algo más impresionante aún: todas ellas se sucedieron con notable regularidad, a intervalos de 1 1/3 segundos. Así, se pudo calcular el período hasta la cienmillonésima de segundo: fue de 1,33730109 segundos.

Desde luego, por entonces no fue posible explicar lo que representaban aquellas pulsaciones isócronas. Hewish las atribuyó a una «estrella pulsante» *(«pulsating star»)* que, con cada pulsación, emitía una ráfaga de energía. Casi a la vez se creó la voz «pulsar» para designar el fenómeno, y desde entonces se llama así el nuevo objeto.

En realidad se debería hablar en plural del nuevo objeto, pues apenas descubierto el primero, Hewish inició la búsqueda de otros, y cuando anunció su descubrimiento, en febrero de 1968, había localizado ya cuatro. Entonces, otros astrónomos emprendieron afanosamente la exploración y no tardaron en detectar algunos más. Al cabo de dos años se consiguió localizar unos cuarenta pulsares.

Dos terceras partes de estos cuerpos están situados en zonas muy cercanas al ecuador galáctico, lo cual permite conjeturar, con cierta seguridad, que los pulsares pertenecen, por lo general, a nuestra galaxia. Algunos se hallan tan cerca, que rondan el centenar de años luz. (No hay razón para negar su presencia en otras galaxias, aunque quizá sean demasiado débiles para su detección si se considera la distancia que nos separa de tales galaxias.)

Todos los pulsares se caracterizan por la extremada regularidad de sus pulsaciones, si bien el período exacto varía de unos a otros. Hay uno cuyo período es nada menos que de 3,7 seg. En noviembre de 1968, los astrónomos de Green Bank (Virginia Occidental) detectaron, en la nebulosa del Cangrejo, un pulsar de período ínfimo (sólo de 0,033089 seg). Y con treinta pulsaciones por segundo.

Como es natural, se planteaba la pregunta: ¿Cuál sería el origen de los destellos emitidos con tanta regularidad? ¿Tal vez se trataba de algún cuerpo astronómico que estuviese experimentando un cambio muy regular, a intervalos lo suficientemente rápidos como para producir dichas pulsaciones? ¿No se trataría de un planeta que giraba alrededor de una estrella y que, con cada revolución, se distanciaba más de ella —visto desde la Tierra— y emitía una potente ráfaga de radioondas al emerger? ¿O sería un planeta giratorio que mostraba con cada rotación un lugar específico de su superficie, de la que brotaran abundantes radioondas proyectadas en nuestra dirección?

Ahora bien, para que ocurra esto, un planeta debe girar alrededor de una estrella o sobre su propio eje en un período de segundos o fracciones de segundo, lo cual es inconcebible, ya que un objeto necesita girar, de una forma u otra, a enormes velocidades, para emitir pulsaciones tan rápidas como las de los pulsares. Ello requiere que se trate de tamaños muy pequeños, combinados con fantásticas temperaturas, o enormes campos gravitatorios, o ambas cosas.

Ello hizo evocar inmediatamente las enanas blancas; pero ni siquiera éstas podían girar unas alrededor de otras, ni sobre sus propios ejes, ni emitir pulsaciones en períodos lo suficientemente breves como para explicar la existencia de los pulsares. Las enanas blancas seguían siendo demasiado grandes, y sus campos gravitatorios, demasiado débiles.

Thomas Gold se apresuró a sugerir que tal vez se tratara de una estrella-neutrón. Señaló que este tipo de estrella era lo bastante pequeña y densa como para girar sobre su eje en un período de 4 seg. e incluso menos. Por añadidura, se había demostrado ya teóricamente que una estrella-neutrón debería tener un campo magnético de enorme intensidad, cuyos polos magnéticos no estarían necesariamente en el eje de rotación. La gravedad de la estrella-neutrón retendría con tal fuerza los electrones, que éstos sólo podrían emerger en los polos magnéticos. Y al salir despedidos, perderían energía en forma de radioondas. Esto significaba que un haz de microondas emergería regularmente de dos puntos opuestos en la superficie de la

estrella-neutrón.

Si uno o ambos haces de radioondas se proyectasen en nuestra dirección mientras girase la estrella-neutrón, detectaríamos breves ráfagas de energía radioeléctrica una o dos veces por cada revolución. De ser cierto, detectaríamos simplemente un pulsar, cuya rotación se producía en tal sentido, que orientaba en nuestra dirección por lo menos uno de los polos magnéticos. Según ciertos astrónomos, se comportaría así sólo una estrella-neutrón de cada cien. Calculan que, aun cuando tal vez hayan en la Galaxia unas 10.000 estrellas-neu-trón, sólo unas 1.000 podrían ser detectadas desde la Tierra.

Gold agregó que si su teoría era acertada, ello significaba que la estrella-neutrón no tenía energía en los polos magnéticos y que su ritmo de rotación decrecería paulatinamente. Es decir, que cuanto más breve sea el período de un pulsar, tanto más joven será éste y tanto más rápida su pérdida de energía y velocidad rotatoria.

El pulsar más rápido conocido hasta hora se halla en la nebulosa del Cangrejo. Y tal vez sea también el más joven, puesto que la explosión supernova, generadora de la estrella-neutrón, debe de haberse producido hace sólo unos mil años.

Se estudió con gran precisión el período de dicho pulsar en la nebulosa del Cangrejo y, en efecto, se descubrió la existencia de un progresivo retraso, tal como había predicho Gold. El período aumentaba a razón de 36,48 milmillonésimas de segundo por día. El mismo fenómeno se comprobó en otros pulsares, y al iniciarse la década de 1970-1980, se generalizó la aceptación de tal hipótesis sobre la estrella-neutrón.

A veces, el período de un pulsar experimenta una súbita, aunque leve aceleración, para reanudarse luego la tendencia al retraso. Algunos astrónomos creen que ello puede atribuirse a un «seísmo estelar», un cambio en la distribución de masas dentro de la estrella-neutrón. O quizás obedezca a la «zambullida» de un cuerpo lo suficientemente grande en la estrella-neutrón, que añada su propio momento al de la estrella.

Desde luego, no había razón alguna para admitir que los electrones que emergían de las estrellas-neutrón perdieran energía exclusivamente en forma de microondas. Este fenómeno produciría ondas a todo lo largo del espectro. Y generaría también luz visible.

Se prestó especial atención a las secciones de la nebulosa del Cangrejo donde pudiera haber aún vestigios visibles de la antigua explosión. Y, en efecto, en enero de 1969 se observó que la luz de una estrella débil emitía destellos intermitentes, sincronizados con las pulsaciones de microondas. Habría sido posible detectarla antes si los astrónomos hubiesen tenido cierta idea sobre la necesidad de buscar esas rápidas alternancias de luz y oscuridad. El pulsar de la nebulosa del Cangrejo fue la primera estrella-neutrón que pudo detectarse con la vista.

Por añadidura, dicho pulsar irradió rayos X. El 5 % aproximadamente de los rayos X emitidos por la nebulosa del Cangrejo correspondió a esa luz diminuta y parpadeante. Así, pues, resurgió, triunfante, la teoría de la conexión entre rayos X y estrella-neutrón, que parecía haberse esfumado en 1964.

Parecía que ya no iban a producirse más sorpresas por parte de las estrellas neutrónicas, pero, en 1982, los astrónomos del radiotelescopio de 300 metros de Arecibo, en Puerto Rico, localizaron un pulsar que latía 642 veces por segundo, veinte veces más de prisa que el pulsar de la nebulosa del Cangrejo. Probablemente sea más pequeño que la mayoría de los pulsares (no más de 5 kilómetros de diámetro), y con una masa de tal vez dos o tres veces la de nuestro Sol, su campo gravitatorio debe de ser enormemente intenso. Incluso así, una rotación tan rápida estará muy cercana a hacerlo pedazos. Otro rompecabezas lo constituye que su índice de rotación no se enlentece tan de prisa como debiera, teniendo en cuenta las vastas energías que se gastan.

Un segundo de tales *pulsares rápidos* ha sido también detectado, y los astrónomos se hallan muy atareados especulando acerca de las razones de su existencia.

Agujeros negros

Pero tampoco la estrella neutrónica constituye el límite. Cuando Oppenheimer elaboró las propiedades de la estrella neutrónica en 1939, predijo que también era posible que una estrella fuese lo suficientemente masiva (más de 3,2 veces la masa de nuestro Sol) para colapsarse por completo en un punto dado, o *singularidad.* Cuando dicho derrumbamiento tiene lugar más allá del estadio de estrella neutrónica, el campo gravitacional se haría tan intenso que ninguna materia, y ni siquiera ninguna luz, podría escapar del mismo. Dado que cualquier cosa atrapada en su inimaginablemente intenso campo gravitatorio caería allí sin esperanzas de salida, se podría describir como un infinitamente profundo «agujero» en el espacio. Puesto que ni siquiera la luz llegaría a escapar, se le denominó *agujero negro,* término empleado en primer lugar por el físico norteamericano John Archibald Wheeler en los años 1960.

Sólo una estrella de cada mil posee masa suficiente como para tener la menor posibilidad de formar un agujero negro colapsado; y, de tales estrellas, la mayoría llegan a perder la suficiente masa en el transcurso de una explosión supernova como para evitar dicho destino. Incluso así, pueden existir decenas de millones de estrellas semejantes en este mismo instante: y en el transcurso de la existencia de la Galaxia, tal vez haya habido miles de millones. Aunque sólo una entre un millar de estas estrellas masivas forme en la actualidad un agujero negro colapsado, debería haber un millón de las mismas en un lugar u otro de la Galaxia. Y en ese caso, ¿dónde se encuentran?

El problema radica en que los agujeros negros son enormemente difíciles de detectar. No se les puede ver de la forma corriente, puesto que no emiten luz o ninguna otra forma de radiación. Y aunque su campo gravitatorio sea vasto en su inmediata vecindad, a las distancias estelares la intensidad de campo no es mayor que para las estrellas ordinarias.

No obstante, en algunos casos un agujero negro puede existir en unas condiciones especiales que hagan posible su detección. Supongamos que un agujero negro forme parte de un sistema de estrella binaria, que el mismo y su compañera giran en torno de un centro mutuo de gravedad y que la compañera es una estrella normal.

Si los dos se hallan lo suficientemente cerca uno de otro, la materia de la estrella normal poco a poco derivará hacia el agujero negro y comenzará una órbita en torno del mismo. Semejante materia en órbita en torno de un agujero negro se denomina disco de acreción. Lentamente, la materia del disco de acreción formaría una espiral en el agujero negro y, al hacerlo así, a través de un proceso muy bien conocido, despediría rayos X.

Así pues, resulta necesario buscar una fuente de rayos X en el espacio donde no sea visible ninguna estrella, sino una fuente que parezca orbitar a otra estrella cercana que *sí* sea visible.

En 1965, se detectó una fuente particularmente intensa de rayos X en la constelación del Cisne, a la que se llamó Cisne X-l. Se cree que se encuentra a unos 10.000 años luz de nosotros. No hubo ninguna otra fuente de rayos X hasta que se lanzó un satélite detector de rayos X desde la costa de Kenia en 1970 y, desde el espacio, localizó 161 nuevas fuentes de rayos X. En 1971, el satélite detectó cambios irregulares en la intensidad de los rayos X procedentes de Cisne X-l. Tales cambios irregulares serían de esperar en un agujero negro cuando la materia penetrase a chorros en un disco de acreción.

Se investigó al instante con gran cuidado Cisne X-l, y se descubrió que, en la vecindad inmediata, existía una grande y cálida estrella azul con una masa 30 veces mayor que nuestro Sol. El astrónomo C. T. Bolt, de la Universidad de Toronto, mostró que esta estrella y Cisne X-l giraban uno en torno del otro. Dada la naturaleza de la órbita,

Cisne X-l debía ser de 5 a 8 veces más masiva que nuestro Sol. Si Cisne X-l fuese una estrella normal, se la vería. Y dado que no es así, debía tratarse de un objeto muy pequeño. Y puesto que era demasiado masiva para tratarse de una enana blanca o incluso de una estrella neutrónica, debía tratarse de un agujero negro. Los astrónomos no están aún del todo seguros de ese punto, pero, por lo menos, se hallan satisfechos ante la evidencia y creen que Cisne X-l demostrará ser el primer agujero negro descubierto.

Al parecer, los agujeros negros es probable que se formen en lugares donde las estrellas se hallan débilmente esparcidas y donde grandes masas de materia es verosímil que se acumulen en un solo lugar. Dado que las elevadas intensidades de radiación se asocian con las regiones centrales de semejantes acúmulos estelares como cúmulos globulares y núcleos galácticos, los astrónomos comienzan a creer cada vez más en que existen agujeros negros en los centros de semejantes cúmulos y galaxias.

Asimismo, se ha detectado una compacta y energética fuente de microondas en el centro de nuestra propia Galaxia. ¿Podría representar esto un agujero negro? Algunos astrónomos especulan que es así y que nuestro agujero negro galáctico tiene una masa de 100 millones de estrellas, o 1/1.000 de toda la Galaxia. Se trataría de un diámetro equivalente a 500 veces el del Sol (o de una gran estrella roja gigante) y sería lo suficientemente grande como para afectar a estrellas enteras por sus efectos de marea, o incluso engullirlas antes de que se colapsasen, si la aproximación se produjese lo suficientemente aprisa.

En la actualidad, parece que es posible que la materia escape de un agujero negro, aunque no de una forma ordinaria. El físico inglés Stephen Hawking, en 1970, mostró que la energía contenida en un agujero negro podía, ocasionalmente, producir un par de partículas subatómicas, una de las cuales llegaría a escapar. En efecto, esto significaría que un agujero negro *se evaporaría.* Los agujeros negros del tamaño de una estrella se evaporarían de manera tan lenta, que tendrían que transcurrir espacios de tiempo inconcebibles (billones de billones de veces el tiempo de vida total de la vida hasta ahora del Universo), antes de evaporarse por completo.

El índice de evaporación aumentaría, sin embargo, en cuanto la masa fuese más reducida. Un *miniagujero negro,* no más masivo que un planeta o un esteroide (y semejantes objetos diminutos existirían, si fuesen lo suficientemente densos, es decir, apretados en un volumen lo bastante pequeño), se evaporarían con la suficiente rapidez como para despedir cantidades apreciables de rayos X. Y, además, a medida que se evaporase y se hiciese menos masivo, el índice de evaporación y el índice de producción de rayos X se incrementaría de manera firme. Finalmente, cuando el miniagujero negro fuese lo suficientemente pequeño, estallaría y emitiría una pulsación de rayos X de una naturaleza característica.

¿Pero, qué comprimiría pequeñas cantidades de materia de unas espantosamente altas densidades para la formación de los miniagujeros negros? Las estrellas masivas pueden comprimirse a través de sus propios campos gravitatorios, pero eso no funcionaría en un objeto de tamaño de un planeta, y este último necesitaría unas cantidades mayores que el primero para la formación de un agujero negro.

En 1971, Hawking sugirió que los miniagujeros negros se formarían en el momento del *big bang,* cuando las condiciones fuesen mucho más extremas de lo que serían en cualquier otro momento. Algunos de esos miniagujeros negros habrían sido de tal tamaño que sólo ahora, después de 15 mil millones de años de existencia, se habrían evaporado hasta el punto de la explosión, y los astrónomos detectarían explosiones de rayos X que servirían como prueba de su existencia.

La teoría es atractiva, pero hasta el momento no se han aportado pruebas al respecto.

Espacio «vacío»

Pero la sorpresa surge también en los vastos espacios interestelares, no tan vacíos

como se supone. La «no vacuidad» del «espacio vacío» se ha convertido en un asunto bastante espinoso para los astrónomos en la observación de puntos relativamente cercanos a casa.

En cierto modo, nuestra propia Galaxia es la que más dificulta el examen visual. Por lo pronto, estamos encerrados dentro de ella, mientras que las demás son observables desde el exterior. Esto podría compararse con la diferencia que existe entre intentar ver una ciudad desde el tejado de un edificio bajo, y contemplarla desde un aeroplano. Además estamos a gran distancia del centro, y, para complicar aún más las cosas, nos hallamos en una ramificación espiral saturada de polvo. Dicho de otra forma: estamos sobre un tejado bajo en los aledaños de la ciudad y con tiempo brumoso.

En términos generales, el espacio interestelar no es un vacío perfecto en condiciones óptimas. Dentro de las galaxias, el espacio interestelar está ocupado, generalmente, por un gas muy tenue. Las líneas espectrales de absorción producidas por ese «gas interestelar» fueron vistas por primera vez en 1904; su descubridor fue el astrónomo alemán Johannes Franz Hartmann. Hasta aquí todo es verosímil. El conflicto empieza cuando se comprueba que la concentración de gas y polvo se intensifica sensiblemente en los confines de la Galaxia. Porque también vemos en las galaxias más próximas esos mismos ribetes oscuros de polvo.

En realidad, podemos «ver» las nubes de polvo en el interior de nuestra Galaxia como áreas oscuras en la Vía Láctea. Por ejemplo, la oscura nebulosa de la Cabeza del Caballo, que se destaca claramente sobre el brillo circundante de millones de estrellas, y la denominada, más gratificante aún, Saco de Carbón, situada en la Cruz del Sur, una región que dista de nosotros unos 400 años luz, la cual tiene un diámetro de 30 años luz y donde hay esparcidas partículas de polvo.

Aun cuando las nubes de gas y polvo oculten la visión directa de los brazos espirales de la Galaxia, la estructura de tales brazos es visible en el espectroscopio. La radiación de energía emitida por las estrellas brillantes de primera magnitud, situadas en los brazos, ioniza —disociación de partículas subatómicas cargadas eléctricamente— los átomos de hidrógeno. A principios de 1951, el astrónomo americano William Wilson Morgan encontró indicios de hidrógeno ionizado que trazaban los rasgos de las gigantes azules, es decir, los brazos espirales. Sus espectros se revelaron similares a los mostrados por los brazos espirales de la galaxia de Andrómeda.

El indicio más cercano de hidrógeno ionizado incluye las gigantes azules de la constelación de Orion, por lo cual se le ha dado el nombre de «Brazo de Orion». Nuestro Sistema Solar se halla en este brazo. Luego se localizaron otros dos brazos. Uno, mucho más distante del centro galáctico y que contiene nubes brillantes en la constelación de Sagitario («Brazo de Sagitario»). Cada brazo parece tener una longitud aproximada de 10.000 años luz.

Luego llegó la radio, como una herramienta más poderosa todavía. No sólo pudo perforar las ensombrecedoras nubes, sino también hacerles contar su historia... y con su propia «voz». Ésta fue la aportación del trabajo realizado por el astrónomo holandés H. C. van de Hulst. En 1944, los Países Bajos fueron un territorio asolado por las pesadas botas del Ejército nazi, y la investigación astronómica resultó casi imposible. Van de Hulst se circunscribió al trabajo de pluma y papel, estudió los átomos corrientes ionizados de hidrógeno y sus características, los cuales representan el mayor porcentaje en la composición del gas interestelar.

Según sugirió Van de Hulst, esos átomos podían sufrir cambios ocasionales en su estado de energía al entrar en colisión; entonces emitirían una débil radiación en la parte radio del espectro. Tal vez un determinado átomo de hidrógeno lo hiciera sólo una vez en once millones de años; pero considerando la enorme cantidad de los mismos que existe en el espacio intergaláctico, la radiación simultánea de pequeños porcentajes bastaría para producir una emisión perceptible, de forma continua.

Van de Hulst estudió dicha radiación, y calculó que su longitud de onda debería de ser de 21 cm. Y, en efecto, en 1951, las nuevas técnicas radio de posguerra permitieron a

Edward Mills Purcell y Harold Irving Ewen, científicos de Harvard, captar esa «canción del hidrógeno».

Sintonizando con la radiación de 21 cm de las concentraciones de hidrógeno, los astrónomos pudieron seguir el rastro de los brazos espirales hasta distancias muy considerables, en muchos casos, por todo el contorno de la Galaxia. Se descubrieron más brazos y se elaboraron mapas sobre la concentración del hidrógeno, en los cuales quedaron plasmadas por lo menos media docena de bandas.

Y, lo que es más, la «canción del hidrógeno» reveló algunas cosas acerca de sus movimientos. Esta radiación está sometida, como todas las ondas, al efecto Doppler-Fizeau. Por su mediación los astrónomos pueden medir la velocidad de las nubes circulantes de hidrógeno y, en consecuencia, explorar, entre otras cosas, la rotación de nuestra Galaxia.

Esta nueva técnica confirmó que la Galaxia tiene un período de rotación (referido a la distancia entre nosotros y el centro) de 200 millones de años.

En la Ciencia, cada descubrimiento abre puertas, que conducen a nuevos misterios. Y el mayor progreso deriva siempre de lo inesperado, es decir, el descubrimiento que echa por tierra todas las nociones precedentes. Como ejemplo interesante de la actualidad cabe citar un pasmoso fenómeno que ha sido revelado mediante el estudio radioeléctrico de una concentración de hidrógeno en el centro de nuestra Galaxia. Aunque el hidrógeno parezca extenderse, se confina al plano ecuatorial de la Galaxia. Esta expansión es sorprendente de por sí, pues no existe ninguna teoría para explicarla. Porque si el hidrógeno se difunde, ¿cómo no se ha disipado ya durante la larga vida de la Galaxia? ¿No será tal vez una demostración de que hace diez millones de años más o menos —según conjetura Oort—, su centro explotó tal como lo ha hecho en fechas mucho más recientes el del M-82? Pues tampoco aquí el plano de hidrógeno es absolutamente llano. Se arquea hacia abajo en un extremo de la Galaxia, y hacia arriba en el otro. ¿Por qué? Hasta ahora nadie ha dado una explicación convincente.

El hidrógeno no es, o no debería ser, un elemento exclusivo por lo que respecta a las radioondas. Cada átomo o combinación de átomos tiene la capacidad suficiente para emitir o absorber radioondas características de un campo radioeléctrico general. Así, pues, los astrónomos se afanan por encontrar las reveladoras «huellas dactilares» de átomos que no sean los de ese hidrógeno, ya generalizado por doquier.

Casi todo el hidrógeno que existe en la Naturaleza es de una variedad excepcionalmente simple, denominada «hidrógeno 1». Hay otra forma más compleja, que es el «deuterio», o «hidrógeno 2». Así, pues, se tamizó toda la emisión de radioondas desde diversos puntos del firmamento, en busca de la longitud de onda que se había establecido teóricamente. Por fin se detectó en 1966, y todo pareció indicar que la cantidad de hidrógeno 2 que hay en el Universo representa un 5 % de la del hidrógeno 1.

Junto a esas variedades de hidrógeno figuran el helio y el oxígeno como componentes usuales del Universo. Un átomo de oxígeno puede combinarse con otro de hidrógeno, para formar un «grupo hidroxílico». Esta combinación no tendría estabilidad en la Tierra, pues como el grupo hidroxílico es muy activo, se mezclaría con casi todos los átomos y moléculas que se le cruzaran por el camino. En especial se combinaría con los átomos de hidrógeno 2, para constituir moléculas de agua. Ahora bien, cuando se forma un grupo hidroxílico en el espacio interestelar —donde las colisiones escasean y distan mucho entre sí—, permanece inalterable durante largos períodos de tiempo. Así lo hizo constar, en 1953, el astrónomo soviético I. S. Shklovski.

A juzgar por los cálculos realizados, dicho grupo hidroxílico puede emitir o absorber cuatro longitudes específicas de radioondas. Allá por octubre de 1963, un equipo de ingenieros electrotécnicos detectó dos en el Lincoln Laboratory del M.I.T.

El grupo hidroxílico tiene una masa diecisiete veces mayor que la del átomo de

hidrógeno; por tanto, es más lento y se mueve a velocidades equivalentes a una cuarta parte de la de dicho átomo a las mismas temperaturas. Generalmente, el movimiento hace borrosa la longitud de onda, por lo cual las longitudes de onda del grupo hidroxílico son más precisas que las del hidrógeno. Sus cambios se pueden determinar más fácilmente, y no hay gran dificultad para comprobar si una nube de gas que contiene hidroxilo se está acercando o alejando.

Los astrónomos se mostraron satisfechos, aunque no muy asombrados, al descubrir la presencia de una combinación diatómica en los vastos espacios interestelares. En seguida empezaron a buscar otras combinaciones, aunque no con grandes esperanzas, pues, dada la gran diseminación de los átomos en el espacio interestelar, parecía muy remota la posibilidad de que dos o más átomos permanecieran unidos durante el tiempo suficiente para formar una combinación. Se descartó asimismo la probabilidad de que interviniesen átomos no tan corrientes como el de oxígeno (es decir, los de carbono y nitrógeno, que le siguen en importancia entre los preparados para formar combinaciones).

Sin embargo, hacia comienzos de 1968 empezaron a surgir las verdaderas sorpresas. En noviembre de aquel mismo año se descubrió la radioonda —auténtica «huella dactilar»— de las moléculas de agua (H_2O). Y antes de acabar el mes se detectaron, con mayor asombro todavía, algunas moléculas de amoníaco (NH_3), compuestas por una combinación de cuatro átomos: tres de hidrógeno y uno de nitrógeno.

En 1969 se detectó otra combinación de cuatro átomos, en la que se incluía un átomo de carbono: era el formaldehído (H_2CO).

Allá por 1970 se hicieron nuevos descubrimientos, incluyendo la presencia de una molécula de cinco átomos, el cianoacetileno, que contenía una cadena de tres átomos de carbono (HC_3N). Y luego, como culminación, al menos para aquel año, llegó el alcohol metílico, una molécula de seis átomos (CH_3OH).

En 1971, la combinación de 7 átomos del metilacetileno (CH_3CCH) fue detectado y, hacia 1982, se detectó asimismo una combinación de 13 átomos. Se trató de la cianodecapentaína, que consiste en una cadena de 11 átomos de carbono en una hilera, con un átomo de hidrógeno en un extremo y un átomo de nitrógeno en el otro ($HC_{11}N$).

Los astrónomos se han encontrado con una totalmente nueva, e inesperada, subdivisión de la Ciencia ante ellos: la *astroquímica.*

Cómo esos átomos se unen para formar moléculas complicadas, y cómo tales moléculas consiguen permanecer a pesar de la inundación de la fuerte radiación de las estrellas, que de ordinario cabría esperar que las rompiesen, es algo que los astrónomos no pueden decir. Presumiblemente, tales moléculas se formaron bajo condiciones que no constituyen por completo un vacío, como damos por supuesto que es el espacio interestelar, tal vez en regiones donde las nubes de polvo se engrosan para dar origen a la formación de estrellas.

En ese caso, pueden detectarse unas moléculas aún más complicadas, y su presencia podría revolucionar nuestros puntos de vista acerca del desarrollo de la vida en esos planetas, tal y como veremos en capítulos posteriores.

Capítulo 3

EL SISTEMA SOLAR

Nacimiento del Sistema Solar

Sin embargo, por gloriosas y vastas que sean las profundidades del Universo, no podemos perdernos en estas glorias para siempre. Debemos regresar a los pequeños y familiares mundos en que vivimos. A nuestro Sol —una simple estrella entre los centenares de miles de millones que constituyen nuestra galaxia— y a los mundos que

lo rodean, de los cuales la Tierra es uno más.

Desde los tiempos de Newton se ha podido especular acerca de la creación de la Tierra y el Sistema Solar como un problema distinto del de la creación del Universo en conjunto. La idea que se tenía del Sistema Solar era el de una estructura con unas ciertas características unificadas (fig. 3.1):

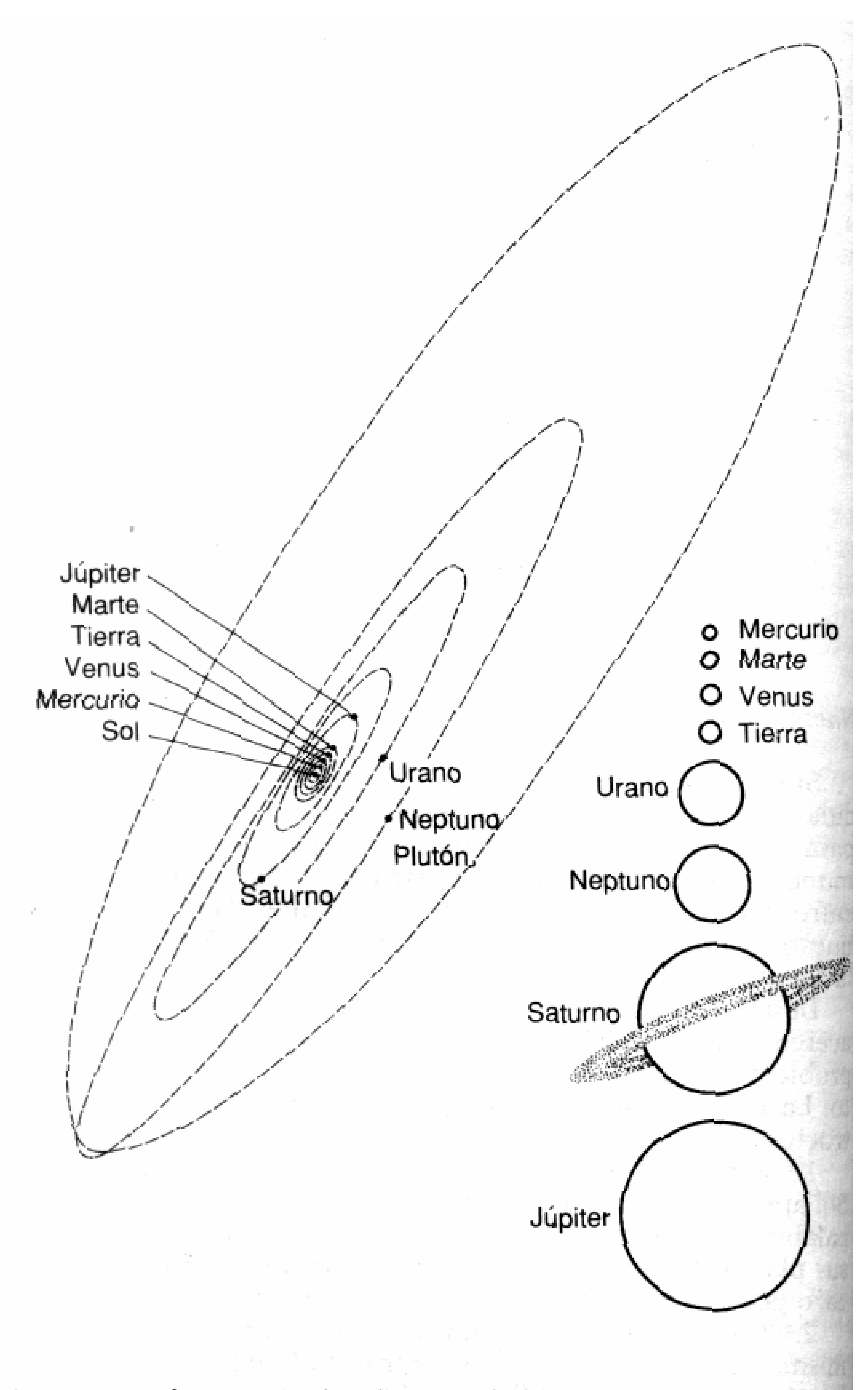


FIG. 3.1. *El Sistema Solar, dibujado de forma esquemática, con indicación sobre la jerarquía de los planetas, según su tamaño relativo.*

1.ª Todos los planetas mayores dan vueltas alrededor del Sol aproximadamente en el plano del ecuador solar. En otras palabras: si preparamos un modelo tridimensional del Sol y sus planetas, comprobaremos que se puede introducir en un cazo poco profundo.

2.ª Todos los planetas mayores giran entorno al Sol en la misma dirección, en sentido

contrario al de las agujas del reloj, si contemplamos el Sistema Solar desde la Estrella Polar.

3.ª Todos los planetas mayores (excepto Urano y, posiblemente, Venus) efectúan un movimiento de rotación alrededor de su eje en el mismo sentido que su revolución alrededor del Sol, o sea de forma contraria a las agujas del reloj; también el Sol se mueve en tal sentido.

4.ª Los planetas se hallan espaciados a distancias uniformemente crecientes a partir del Sol y describen órbitas casi circulares.

5.ª Todos los satélites —con muy pocas excepciones— dan vueltas alrededor de sus respectivos planetas en el plano del ecuador planetario, y siempre en sentido contrario al de las agujas del reloj.

La regularidad de tales movimientos sugirió, de un modo natural, la intervención de algunos procesos singulares en la creación del Sistema en conjunto.

Por tanto, ¿cuál era el proceso que había originado el Sistema Solar? Todas las teorías propuestas hasta entonces podían dividirse en dos clases: catastróficas y evolutivas. Según el punto de vista catastrófico, el Sol había sido creado como singular cuerpo solitario, y empezó a tener una «familia» como resultado de algún fenómeno violento. Por su parte, las ideas evolutivas consideraban que todo el Sistema había llegado de una manera ordenada a su estado actual.

En el siglo XVI se suponía que aun la historia de la Tierra estaba llena de violentas catástrofes. ¿Por qué, pues, no podía haberse producido una catástrofe de alcances cósmicos, cuyo resultado fuese la aparición de la totalidad del Sistema? Una teoría que gozó del favor popular fue la propuesta por el naturalista francés Georges-Louis Leclerc de Buffon, quien afirmaba, en 1745, que el Sistema Solar había sido creado a partir de los restos de una colisión entre el Sol y un cometa.

Naturalmente, Buffon implicaba la colisión entre el Sol y otro cuerpo de masa comparable. Llamó a ese otro cuerpo *cometa,* por falta de otro nombre. Sabemos ahora que los cometas son cuerpos diminutos rodeados por insustanciales vestigios de gas y polvo, pero el principio de Buffon continúa, siempre y cuando denominemos al cuerpo en colisión con algún otro nombre y, en los últimos tiempos, los astrónomos han vuelto a esta noción.

Sin embargo, para algunos parece más natural, y menos fortuito, imaginar un proceso más largamente trazado y no catastrófico que diera ocasión al nacimiento del Sistema Solar. Esto encajaría de alguna forma con la majestuosa descripción que Newton había bosquejado de la ley natural que gobierna los movimientos de los mundos del Universo.

El propio Newton había sugerido que el Sistema Solar podía haberse formado a partir de una tenue nube de gas y polvo, que se hubiera condensado lentamente bajo la atracción gravitatoria. A medida que las partículas se aproximaban, el campo gravitatorio se habría hecho más intenso, la condensación se habría acelerado hasta que, al fin, la masa total se habría colapsado, para dar origen a un cuerpo denso (el Sol), incandescente a causa de la energía de la contracción.

En esencia, ésta es la base de las teorías hoy más populares respecto al origen del Sistema Solar. Pero había que resolver buen número de espinosos problemas, para contestar algunas preguntas clave. Por ejemplo: ¿Cómo un gas altamente disperso podía ser forzado a unirse, por una fuerza gravitatoria muy débil?

En años recientes, los astrónomos han propuesto que la fuerza iniciadora debería ser una explosión supernova. Cabe imaginar que una vasta nube de polvo y gas que ya existiría, relativamente incambiada, durante miles de millones de años, habría avanzado hacia las vecindades de una estrella que acababa de explotar como una supernova. La onda de choque de esta explosión, la vasta ráfaga de polvo y gas que se

formaría a su paso a través de la nube casi inactiva a la que he mencionado que comprimiría esta nube, intensificando así su campo gravitatorio e iniciando la condensación que conlleva la formación de una estrella. Si ésta era la forma en que se había creado el Sol, ¿qué ocurría con los planetas? ¿De dónde procedían? El primer intento para conseguir una respuesta fue adelantado por Immanuel Kant en 1755 e, independientemente, por el astrónomo francés y matemático Fierre Simón de Laplace, en 1796. La descripción de Laplace era más detallada.

De acuerdo con la descripción de Laplace, la enorme nube de materia en contracción se hallaba en fase rotatoria al empezar el proceso. Al contraerse, se incrementó su velocidad de rotación, de la misma forma que un patinador gira más de prisa cuando recoge sus brazos. (Esto es debido a la «conversión del momento angular». Puesto que dicho momento es igual a la velocidad del movimiento por la distancia desde el centro de rotación, cuando disminuye tal distancia se incrementa, en compensación, la velocidad del movimiento.) Y, según Laplace, al aumentar la velocidad de rotación de la nube, ésta empezó a proyectar un anillo de materia a partir de su ecuador, en rápida rotación. Esto disminuyó en cierto grado el momento angular, de tal modo que se redujo la velocidad de giro de la nube restante; pero al seguir contrayéndose, alcanzó de nuevo una velocidad que le permitía proyectar otro anillo de materia. Así, el coalescente Sol fue dejando tras sí una serie de anillos (nubes de materia, en forma de rosquillas), anillos que —sugirió Laplace— se fueron condensando lentamente, para formar los planetas; con el tiempo, éstos expelieron, a su vez, pequeños anillos, que dieron origen a sus satélites.

A causa de este punto de vista, de que el Sistema Solar comenzó como una nube o nebulosa, y dado que Laplace apuntó a la nebulosa de Andrómeda (que entonces no se sabía que fuese una vasta galaxia de estrellas, sino que se creía que era una nube de polvo y gas en rotación), esta sugerencia ha llegado a conocerse como *hipótesis nebular.*

La «hipótesis nebular» de Laplace parecía ajustarse muy bien a las características principales del Sistema Solar, e incluso a algunos de sus detalles. Por ejemplo, los anillos de Saturno podían ser los de un satélite que no se hubiera condensado. (Al unirse todos, podría haberse formado un satélite de respetable tamaño.) De manera similar, los asteroides que giraban, en cinturón alrededor del Sol, entre Marte y Júpiter, podrían ser condensaciones de partes de un anillo que no se hubieran unido para formar un planeta. Y cuando Helmholtz y Kelvin elaboraron unas teorías que atribuían la energía del Sol a su lenta contracción, las hipótesis parecieron acomodarse de nuevo perfectamente a la descripción de Laplace.

La hipótesis nebular mantuvo su validez durante la mayor parte del siglo XIX. Pero antes de que éste finalizara empezó a mostrar puntos débiles. En 1859, James Clerk Maxwell, al analizar de forma matemática los anillos de Saturno, llegó a la conclusión de que un anillo de materia gaseosa lanzado por cualquier cuerpo podría condensarse sólo en una acumulación de pequeñas partículas, que formarían tales anillos, pero que nunca podría formar un cuerpo sólido, porque las fuerzas gravitatorias fragmentarían el anillo antes de que se materializara su condensación.

También surgió el problema del momento angular. Se trataba de que los planetas, que constituían sólo algo más del 0,1% de la masa del Sistema Solar, ¡contenían, sin embargo, el 98% de su momento angular! En otras palabras: el Sol retenía únicamente una pequeña fracción del momento angular de la nube original.

¿Cómo fue transferida la casi totalidad del momento angular a los pequeños anillos formados a partir de la nebulosa? El problema se complica al comprobar que, en el caso de Júpiter y Saturno, cuyos sistemas de satélites les dan el aspecto de sistemas solares en miniatura y que han sido, presumiblemente, formados de la misma manera, el cuerpo planetario central retiene la mayor parte del momento angular.

A partir de 1900 perdió tanta fuerza la hipótesis nebular, que la idea de cualquier proceso evolutivo pareció desacreditada para siempre. El escenario estaba listo para la resurrección de una teoría catastrófica. En 1905, dos sabios americanos, Thomas

Chrowder Chamberlin y Forest Ray Moulton, propusieron una nueva, que explicaba el origen de los planetas como el resultado de una cuasicolisión entre nuestro Sol y otra estrella. Este encuentro habría arrancado materia gaseosa de ambos soles, y las nubes de material abandonadas en la vecindad de nuestro Sol se habrían condensado luego en pequeños «planetesimales», y éstos, a su vez, en planetas. Ésta es la «hipótesis planetesimal». Respecto al problema del momento angular, los científicos británicos James Hopwood Jeans y Harold Jeffreys propusieron, en 1918, una «hipótesis de manera», sugiriendo que la atracción gravitatoria del Sol que pasó junto al nuestro habría comunicado a las masas de gas una especie de impulso lateral (dándoles «efecto», por así decirlo), motivo por el cual les habría impartido un momento angular. Si tal teoría catastrófica era cierta, podía suponerse que los sistemas planetarios tenían que ser muy escasos. Las estrellas se hallan tan ampliamente espaciadas en el Universo, que las colisiones estelares son 10.000 veces menos comunes que las de las supernovas, las cuales, por otra parte, no son, en realidad, muy frecuentes. Según se calcula, en la vida de la Galaxia sólo ha habido tiempo para diez encuentros del tipo que podría generar sistemas solares con arreglo a dicha teoría.

Sin embargo, fracasaron estos intentos iniciales para asignar un papel a las catástrofes, al ser sometidos a la comprobación de los análisis matemáticos. Russell demostró que en cualquiera de estas cuasicolisiones, los planetas deberían de haber quedado situados miles de veces más lejos del Sol de lo que están en realidad. Por otra parte, tuvieron poco éxito los intentos de salvar la teoría imaginando una serie de colisiones reales, más que de cuasicolisiones. Durante la década iniciada en 1930, Lyttleton especuló acerca de la posibilidad de una colisión entre tres estrellas, y, posteriormente, Hoyle sugirió que el Sol había tenido un compañero, que se transformó en supernova y dejó a los planetas como último legado. Sin embargo, en 1939, el astrónomo americano Lyman Spitzer demostró que un material proyectado a partir del Sol, en cualquier circunstancia, tendría una temperatura tan elevada que no se condensaría en planetesimales, sino que se expandiría en forma de un gas tenue. Aquello pareció acabar con toda la idea de catástrofe. (A pesar de ello, en 1965, un astrónomo británico, M. M. Woolfson, volvió a insistir en el tema, sugiriendo que el Sol podría haber arrojado su material planetario a partir de una estrella fría, muy difusa, de forma que no tendrían que haber intervenido necesariamente temperaturas extremas.)

Y, así, una vez se hubo acabado con la teoría planetesimal, los astrónomos volvieron a las ideas evolutivas y reconsideraron la hipótesis nebular de Laplace.

Por entonces se había ampliado enormemente su visión del Universo. La nueva cuestión que se les planteaba era la de la formación de las galaxias, las cuales necesitaban, naturalmente, mayores nubes de gas y polvo que las supuestas por Laplace como origen del Sistema Solar. Y resultaba claro que tan enormes conjuntos de materia experimentarían turbulencias y se dividirían en remolinos, cada uno de los cuales podría condensarse en un sistema distinto.

En 1944, el astrónomo alemán Cari F. von Weizsácker llevó a cabo un detenido análisis de esta idea. Calculó que en los remolinos mayores habría la materia suficiente como para formar galaxias. Durante la turbulenta contracción de cada remolino se generarían remolinos menores, cada uno de ellos lo bastante grande como para originar un sistema solar (con uno o más soles). En los límites de nuestro remolino solar, esos remolinos menores podrían generar los planetas. Así, en las uniones en las que se encontraban estos remolinos, moviéndose unos contra otros como engranajes de un cambio de marchas, se formarían partículas de polvo que colisionarían y se fundirían, primero los planetesimales y luego los planetas (fig. 3.2).



FIG. 3.2. *Modelo del origen del Sistema Solar, de Carl F. von Weizsäcker. Su teoría afirma que la gran nube a partir de la que se formó este sistema se fragmentó en remolinos y subremolinos, que luego, por un proceso de coalescencia, originaron el Sol, los planetas y sus satélites.*

La teoría de Weizsácker no resolvió por sí sola los interrogantes sobre el momento angular de los planetas, ni aportó más aclaraciones que la versión, mucho más simple, de Laplace. El astrofísico sueco Hannes Alfven incluyó en sus cálculos el campo magnético del Sol. Cuando el joven Sol giraba rápidamente, su campo magnético actuaba como un freno moderador de ese movimiento, y entonces se transmitiría a los planetas el momento angular. Tomando como base dicho concepto, Hoyle elaboró la teoría de Weizsácker de tal forma, que ésta —una vez modificada para incluir las fuerzas magnéticas y gravitatorias— sigue siendo, al parecer, la que mejor explica el origen del Sistema Solar.

EL SOL

El Sol es claramente la fuente de luz, de calor y de la vida misma de la Tierra, y desde la Humanidad prehistórica se le ha deificado. El faraón Ijnatón, que ascendió al trono egipcio en el año 1379 a. de J. C., y que fue el primer monoteísta que conocemos, consideraba al Sol como un dios. En los tiempos medievales, el Sol era el símbolo de la perfección y, aunque no considerado en sí mismo como un dios, ciertamente se le tomaba como la representación de la perfección del Todopoderoso.

Los antiguos griegos fueron los primeros en conseguir una noción de su distancia y las observaciones de Aristarco mostraron que debía de encontrarse a varios millones de kilómetros de distancia, por lo menos y, además, a juzgar por su tamaño aparente, debía de ser mucho mayor que la Tierra. Sin embargo, su solo tamaño no era impresionante por sí mismo, dado que resultaba difícil suponer que el Sol era meramente una enorme esfera de luz insustancial.

No fue hasta la época de Newton cuando se hizo obvio que el Sol no sólo tenía que ser más grande, sino también mucho más masivo que la Tierra, y que la Tierra órbita alrededor del Sol precisamente a causa de que la primera se ve atrapada en el intenso campo gravitatorio de este último. Sabemos ahora que el Sol se encuentra a unos 150.000.000 de kilómetros de distancia de la Tierra y que su diámetro es de 1.500.000 kilómetros, o 110 veces el diámetro de la Tierra. Su masa es 330.000 veces mayor que la de la Tierra y asimismo equivale a 745 veces el material de todos los planetas unidos. En otras palabras, el Sol contiene más o menos el 99,56% de toda la materia del Sistema Solar y es abrumadoramente su miembro número uno.

Sin embargo, no debemos permitirnos que este enorme tamaño nos impresione en demasía. Ciertamente, no es un cuerpo perfecto, si por perfección queremos decir

(como los intelectuales medievales hicieron) que es uniformemente brillante e inmaculado.

Hacia finales de 1610, Galileo empleó su telescopio para observar el Sol durante la neblina de su ocaso y vio unas manchas oscuras en el disco del Sol de cada día. Al observar la firme progresión de las manchas a través de la superficie del Sol y su escoramiento cuando se aproximan a los bordes, decidió que formaban parte de la superficie solar, y que el Sol giraba sobre su eje en un poco más de veinticinco días terrestres.

Naturalmente, los descubrimientos de Galileo encontraron considerable oposición, puesto que, según el punto de vista antiguo, parecían blasfemos. Un astrónomo alemán, Cristoph Scheiner, que también había observado las manchas, sugirió que no constituían parte del Sol, sino que se trataba de pequeños cuerpos que orbitaban en torno del astro y que formaban sombras contra su brillante disco. Sin embargo, Galileo ganó en este debate.

En 1774, un astrónomo escocés, Alexander Wilson, notó una mancha solar más grande cerca del borde del Sol, cuando se le miraba de lado, con un aspecto cóncavo, como si se tratase de un cráter situado en el Sol. Este punto fue seguido en 1795 por Herschel, que sugirió que el astro era un cuerpo oscuro y frío, con una flameante capa de gases a todo su alrededor. Según este punto de vista, las manchas eran agujeros a través de los cuales podía verse el cuerpo frío que se encontraba debajo. Herschel especuló respecto de que el cuerpo frío podía incluso estar habitado por seres vivos. (Nótese cómo hasta los científicos más brillantes pueden llegar a atrevidas sugerencias que parecen razonables a la luz de los conocimientos de la época, pero que llegan a convertirse en equivocaciones del todo ridiculas cuando se acumulan posteriores evidencias acerca del mismo tema.)

En realidad, las manchas solares no son negras. Se trata de zonas de la superficie solar que están más frías que el resto, y que parecen oscuras en comparación. No obstante, cuando Mercurio o Venus se mueven entre nosotros y el Sol, cada uno de ellos se proyecta sobre el disco solar como un pequeño y auténtico círculo negro, y si ese círculo se mueve cerca de una mancha solar, se puede ver que la mancha no es verdaderamente negra.

Sin embargo, incluso las nociones totalmente equivocadas pueden llegar a ser útiles, puesto que la idea de Herschel ha servido para aumentar el interés acerca de las manchas solares.

No obstante, el auténtico descubrimiento llegó con un farmacéutico alemán, Heinrich Samuel Schwabe, cuya afición la constituía la astronomía. Dado que trabajaba durante todo el día, no podía pasarse toda la noche sentado contemplando las estrellas. Se decidió más bien por una tarea que pudiese hacer durante el día y decidió observar el disco solar y mirar los planetas cercanos al Sol que pudiesen demostrar su existencia al cruzar por delante del astro.

En 1825, empezó a observar el Sol, y no pudo dejar de notar las manchas solares. Al cabo de algún tiempo, se olvidó de los planetas y comenzó a bosquejar las manchas solares, que cambiaban de posición y de forma de un día al siguiente. Pasó no menos de diecisiete años observando el Sol todos los días que no fuesen por completo nubosos.

En 1843, fue capaz de anunciar que las manchas solares no aparecían por completo al azar, que existía un ciclo. Año tras año, había más y más manchas solares hasta que se alcanzaba un ápice. Luego el número declinaba hasta que casi no había ninguna; a continuación, comenzaba un nuevo ciclo. Sabemos ahora que el ciclo es algo irregular, pero que, de promedio, dura once años. El anuncio de Schwabe fue ignorado (a fin de cuentas se trataba sólo de un farmacéutico), hasta que el famoso científico Alexander von Humboldt mencionó el ciclo en 1851 en su libro *Kosmos,* una gran revisión acerca de la Ciencia.

En aquel tiempo, el astrónomo germanoescocés, Johann von Lamont, se encontraba midiendo la intensidad del campo magnético de la Tierra, y descubrió que ascendía y descendía de una forma regular. En 1852, un físico británico, Edward Sabine, señaló que este ciclo se acompasaba con el ciclo de las manchas solares. De esta forma se vio que las manchas solares afectaban a la Tierra, y comenzaron a ser estudiadas con intenso interés. A cada año se le dio un *número de manchas solares Zürich,* según una fórmula que se elaboró por primera vez en 1849 por un astrónomo suizo, Rudolf Wolf, que trabajaba en Zürich. (Fue el primero en señalar que la incidencia de auroras también aumentaba y disminuía según la época del ciclo de las manchas solares.)

Las manchas solares parecían conectadas con el campo magnético del Sol y aparecían en el punto de emergencia de las líneas de fuerza magnéticas. En 1908, tres siglos después del descubrimiento de las solares, G. E. Hale detectó un fuerte campo magnético asociado con las manchas solares. El porqué el campo magnético del Sol se porta como lo hace, emergiendo de la superficie en raros momentos y lugares, aumentando y disminuyendo la intensidad en unos en cierto modo ciclos irregulares, es algo que aún continúa perteneciendo a los rompecabezas solares que hasta ahora han desafiado encontrar la correspondiente solución.

En 1893, el astrónomo inglés Edward Walter Maunder estaba comprobando unos primeros informes, con objeto de establecer los datos del ciclo de manchas solares en el primer siglo después del descubrimiento de Galileo. Quedó asombrado al descubrir que, virtualmente, no existían informes acerca de las manchas solares entre los años 1643 y 1715. Astrónomos importantes, como Cassini, también los buscaron y comentaron su fracaso para descubrir alguno. Maunder publicó sus hallazgos en 1894, y de nuevo en 1922, pero no se prestó la mayor atención a sus trabajos. El ciclo de manchas solares se encontraba tan bien establecido que parecía increíble que pudiese existir un período de siete décadas en el que difícilmente había aparecido.

En la década de los años 1970, el astrónomo John A. Eddy consiguió dar con este informe, y al verificarlo, descubrió lo que llegaría a llamarse un *mínimo de Maunder.* No sólo repitió las investigaciones de Maunder, sino que investigó los informes de avistamientos con el ojo desnudo de manchas solares particularmente grandes desde numerosas regiones, incluyendo el Lejano Oriente, datos que no habían estado disponibles para Maunder. Tales registros se retrotraían hasta el siglo V a. de J. C. y, por lo general, incluían de cinco a diez avistamientos por siglo. Existían interrupciones, y una de las mismas atraviesa el mínimo de Maunder.

Eddy comprobó asimismo los informes acerca de auroras. Las mismas aumentaban y disminuían en frecuencia e intensidad con el ciclo de manchas solares. Resultó que había muchos informes a partir de 1715, y unos cuantos antes de 1645, pero ninguno en medio de esas fechas.

Una vez más, cuando el Sol es magnéticamente activo y hay numerosas manchas solares, la corona está llena de corrientes de luz y es muy hermosa. En ausencia de las manchas solares, la corona parece más bien una neblina sin rasgos. La corona puede verse durante los eclipses solares y, aunque pocos astrónomos viajaron en el siglo XVII para ver tales eclipses, los informes existentes durante el mínimo de Maunder, fueron invariablemente de la clase de coronas asociadas con pocas o ninguna manchas solares.

Finalmente, en la época de los máximos de manchas solares, existe una cadena de acontecimientos que consigue producir carbono-14 (una variedad de carbono que mencionaré en el capítulo siguiente) en cantidades más pequeñas que de ordinario. Es posible analizar los anillos de los árboles en busca de contenido de carbono-14, y juzgar la existencia de máximos de manchas solares y mínimos por los aumentos y disminuciones, respectivamente, de carbono-14. Semejantes análisis han llegado a conseguir pruebas de la existencia del mínimo de Maunder y asimismo de numerosos mínimos de Maunder en los siglos anteriores.

Eddy informó que parecían existir unos doce períodos en los últimos cinco mil años en que existían mínimos de Maunder de una duración de cincuenta a doscientos años cada

uno. Y que hubo uno, por ejemplo, entre 1400 y 1510.

Dado que el ciclo de manchas solares tienen un efecto sobre la Tierra debemos preguntarnos qué efectos tienen los mínimos de Maunder. Es posible que se hallen asociados con períodos fríos. Los inviernos fueron tan gélidos en Europa en la primera década del siglo XVI, que se denominó a la misma *pequeña edad glacial.* También hizo mucho frío durante el mínimo de 1400-1510, cuando la colonia noruega en Groenlandia pereció a causa de que, simplemente, el tiempo fue demasiado malo como para permitir la supervivencia.

LA LUNA

Cuando, en 1543, Copérnico situó al Sol en el centro del Sistema Solar, sólo la Luna fue dejada como vasalla de la Tierra que, durante un período tan largo previamente, se había dado por sentado que constituía el centro del Sistema Solar.

La Luna gira en torno de la Tierra (en relación a las estrellas) en 27,32 días. Da vueltas sobre su propio eje exactamente en ese mismo período. Esta igualdad entre su período de revolución y el de rotación conlleva el que, perpetuamente, presente la misma cara a la Tierra. Pero esta igualdad entre la revolución y la rotación no es una coincidencia. Es el resultado del efecto de mareas de la Tierra sobre la Luna, como explicaré más adelante.

La revolución de la Luna con respecto de las estrellas constituye el *mes sideral.* Sin embargo, mientras la Luna gira en torno de la Tierra, ésta lo hace en torno del Sol. Cuando la Luna ha efectuado una revolución alrededor de la Tierra, el Sol ha avanzado algo en el firmamento a causa del movimiento de la Tierra (que ha arrastrado a la Luna con ella). La Luna debe continuar su revolución durante unos 2,5 días antes de que se amolde con el Sol y lo recupere en el mismo lugar del cielo en que se encontraba antes. La revolución de la Luna en torno de la Tierra en relación al Sol constituye el *mes sinódico,* que tiene una duración de 29,53 días.

El mes sinódico ha sido más importante para la Humanidad que el sidéreo, porque, mientras la Luna gira en torno de la Tierra, la cara que vemos experimenta un firme cambio de ángulo de la luz solar, y ese ángulo depende de su revolución con respecto al Sol. Esto tiene como consecuencia una sucesión de *fases.* Al principio de un mes, la Luna se halla localizada exactamente al este del Sol y aparece como un creciente muy delgado visible poco después de la puesta del Sol.

De una noche a otra, se mueve más lejos del Sol, y el creciente aumenta. Llegado el momento, la porción iluminada de la Luna es un semicírculo, y luego avanza aún más allá. Cuando la Luna ha avanzado tanto que se encuentra en esa porción de cielo directamente opuesta a la del Sol, la luz solar brilla en la Luna por encima de los hombros de la Tierra (por así decirlo), y toda la cara visible de la Luna se halla iluminada: a ese pleno círculo de luz se le denomina *Luna llena.*

A continuación la sombra invade el lado de la Luna donde apareció por primera vez el creciente. Noche tras noche, la porción iluminada de la Luna se encoge, hasta que llega a ser de nuevo una media luna, con la luz en el lado opuesto adonde estaba en la anterior media luna. Finalmente, la Luna acaba exactamente al oeste del Sol y aparece en el firmamento poco antes del amanecer como un creciente que se curva en dirección opuesta de la que se había formado al principio. La Luna avanza más allá del Sol y se muestra como un creciente poco después del ocaso, y toda la serie de cambios comienza de nuevo.

Todo el ciclo de cambio de fase dura 29,5 días, la misma extensión del mes sinódico, y constituye la base de los primeros calendarios de la Humanidad.

Los seres humanos dieron al principio por supuesto que la Luna realmente crecía y menguaba, creciendo y apagándose a medida que las fases cambiaban. Se supuso que, cada vez que un creciente aparecía en el cielo occidental después de la puesta del Sol, era literalmente una *Luna nueva, y* todavía se la llama así.

Los antiguos astrónomos griegos se percataron, no obstante, de que la Luna debía de ser un globo, que los cambios de fase ponían en evidencia el hecho de que brillaba sólo al reflejar la luz solar, y que la posición cambiante de la Luna en el firmamento con respecto al Sol se relacionaba exactamente con las fases. Éste fue un hecho de la mayor importancia. Los filósofos griegos, sobre todo Aristóteles, trataron de diferenciar la Tierra de los cuerpos celestes al demostrar que las propiedades de la Tierra eran del todo diferentes a la de aquellos cuerpos celestes en general. Así, la Tierra era apagada y no emitía luz, mientras que los cuerpos celestes sí emitían luz. Aristóteles creyó que los cuerpos celestes estaban formados por una sustancia a la que denominó *éter* (de una palabra griega que significa «brillante» o «resplandeciente»), que era fundamentalmente diferente de los materiales que constituían la Tierra. Y, sin embargo, el ciclo de las fases de la Luna mostraba que la Luna, al igual que la Tierra, no emitía luz propia y que brillaba sólo a causa de la luz solar reflejada. Así, la Luna, por lo menos, era semejante a la Tierra a este respecto.

Y lo que es más, ocasionalmente, el Sol y la Luna se hallaban tan exactamente en lugares opuestos de la Tierra, que la luz del Sol quedaba bloqueada por la Tierra y no alcanzaba a la Luna. La Luna (siempre como luna llena) pasaba a la sombra de la Tierra y se eclipsaba.

En los tiempos primitivos, se creía que la Luna estaba siendo tragada por alguna fuerza maligna y que desaparecía por completo y para siempre. Se trataba de un vaporoso fenómeno, y constituyó una temprana victoria de la Ciencia el ser *capaz* de predecir un eclipse y mostrar que se trataba de un fenómeno natural con una explicación fácilmente comprensible. (Algunos creen que Stonehenge era, entre otras cosas, un primitivo observatorio de la Edad de la Piedra que podía usarse para predecir la llegada de eclipses lunares por los cambios de posición del Sol y de la Luna respecto de las piedras regularmente colocadas de la estructura.)

En realidad, cuando la Luna se encuentra en creciente, es en ocasiones posible ver sus restos delinearse levemente en una luz rojiza. Fue Galileo quien sugirió que la Tierra, al igual que la Luna, debe reflejar luz solar y brillar, y que la porción de la Luna iluminada por el Sol era iluminada también levemente por la luz de la Tierra. Esto sólo sería visible cuando tan pequeña porción iluminada por el Sol fuese visible que su luz no eliminase la mucho más apagada luz de la Tierra. Así, pues, no sólo la Luna era luminosa igual que la Tierra, sino que la Tierra reflejaba la luz del Sol y mostraría fases semejantes a las de la Luna (si se mirase desde la Luna)

Otra supuesta diferencia fundamental entre la Tierra y los cuerpos celestes radicaba en que la Tierra era agrietada, imperfecta, y siempre cambiante mientras que los cuerpos celestes eran perfectos e inmutables.

Sólo el Sol y la Luna aparecían, ante el ojo desnudo, como algo más que puntos de luz. De los dos, el Sol aparece como un círculo perfecto de perfecta luz. Sin embargo, la Luna —incluso descartando las fases— no es perfecta. Cuando brilla la luna llena, y la Luna parece un círculo perfecto de luz, no es ni clara ni perfecta. Existen manchas en su suavemente brillante superficie, que están en contra de la noción de perfección. El hombre primitivo trazó pinturas de las manchas, y cada una de las diferentes culturas presentó una descripción diferente. El egoísmo humano es tan grande que, frecuentemente, la gente ve las manchas como formando parte de la representación del ser humano, y seguimos hablando de un «nombre que está en la luna».

Fue Galileo quien, en 1609, mirando a través de un telescopio enfocado hacia los cielos, volviéndolo luego hacia la Luna, el primero en ver en ésta montañas, cráteres y zonas llanas (que tomó por mares o, en latín *maña).* Ésta fue la indicación final de que la Luna no era un cuerpo celeste «perfecto» fundamentalmente distinto de la Tierra, aunque fuese un mundo parecido a la Tierra.

No obstante, esta comprobación no demolió por sí misma el antiguo punto de vista. Los griegos habían observado que existían varios objetos en el cielo que cambiaban de forma clara de posición contra las estrellas en general, y que, de todos ellos, la Luna era la que cambiaba de posición con mayor rapidez. Dieron por supuesto que lo

efectuaba porque estaba más cerca a la Tierra que cualquier otro cuerpo celeste (y en esto los griegos tenían razón). Podía discutirse que la Luna, a causa de su proximidad a la Tierra, estaba en parte contaminada de las imperfecciones de la Tierra, de que sufría por su proximidad. No fue hasta que Galileo descubrió manchas en el Sol cuando la noción de la perfección de los cielos se hizo de veras añicos.

Medición de la Luna

Pero quedaba el asunto de que, si la Luna era el cuerpo más cercano a la Tierra, cuan cercano estaba. De los antiguos astrónomos griegos que trataron de determinar esa distancia, Hiparco fue el que elaboró, esencialmente, la respuesta correcta. Su distancia promedio de la Tierra se sabe ahora que es de 382.000 kilómetros, o 9,6 veces la circunferencia de la Tierra.

Si la órbita de la Luna fuese circular, ésa sería la distancia en todas las ocasiones. Sin embargo, la órbita de la Luna es algo elíptica, y la Tierra no está en el centro de la elipse, sino en uno de los focos, que se halla descentrado. La Luna se aproxima a la Tierra levemente en una mitad de su órbita y retrocede desde la otra mitad. En su punto más cercano *(perigeo),* la Luna sólo se halla a 354.000 kilómetros de la Tierra, y en el punto más alejado *(apogeo),* a 404.000 kilómetros.

La Luna, tal y como los griegos conjeturaron, es con mucho el más cercano a la Tierra de todos los cuerpos celestes. Incluso si nos olvidamos de las estrellas, y consideramos sólo el Sistema Solar, la Luna está, relativamente hablando, en nuestro patio trasero.

El diámetro de la Luna (a juzgar por su distancia y por su tamaño aparente) es de 3.450 kilómetros. La esfera de la Tierra tiene 3,65 veces esa anchura, y el Sol es 412 veces más ancho. Pero, en realidad, la distancia del Sol a la Tierra es 390 veces la de la Luna de promedio, por lo que las diferencias en distancia y diámetro se anulan, y los dos cuerpos, tan diferentes en tamaño real, *parecen* casi igual de grandes en el firmamento. Por esta razón, cuando la Luna se halla delante del Sol, el cuerpo más pequeño y más cercano encaja casi por completo en el más grande y más alejado, convirtiendo al eclipse total de Sol en el más maravilloso espectáculo. Se trata de una asombrosa coincidencia de la que nos beneficiamos.

Viaje a la Luna

La proximidad comparativa de la Luna y su prominente aspecto en el cielo, han actuado desde siempre de acicate para la imaginación humana. ¿Había alguna posibilidad de alcanzarla? (Uno podría igualmente preguntarse acerca de llegar hasta el Sol, pero el obviamente intenso calor del Sol serviría para enfriar el deseo de hacer una cosa así. La Luna resultaba claramente un objetivo mucho más benigno, así como mucho más cercano.)

En los primeros tiempos, el llegar a la Luna no parecía una tarea insuperable, dado que se daba por supuesto que la atmósfera se extendía hasta los cuerpos celestes, por lo que algo que le alzara a uno en el aire podría muy bien llevarnos hasta la Luna en casos extremos.

Así, en el siglo V d. J. C., el escritor sirio Luciano de Samosata escribió la primera historia de viaje espacial que conocemos. En la misma, un navio es atrapado en una tromba marina que lo alza lo suficiente en el aire, como para llegar a la Luna.

Una vez más, en 1638, apareció *El hombre en la Luna,* escrito por un sacerdote inglés, Francis Godwin (que murió antes de su publicación). Godwin llevó a su héroe hasta la Luna en un carro empujado por grandes gansos que emigraban anualmente a la Luna.

Sin embargo, en 1643, la naturaleza de la presión del aire llegó a comprenderse, y se vio rápidamente que la atmósfera de la Tierra no podía extenderse más que a unos comparativamente escasos kilómetros por encima de su superficie. La mayor parte del espacio entre la Tierra y la Luna era un vacío en el que las trombas de agua no podían penetrar y a través del cual no volaban los gansos. El problema de llegar a la Luna se

hacía de repente mucho más formidable, aunque aún no insuperable.

En 1650, apareció (de nuevo postumamente) *Viaje a la Luna,* del escritor francés y duelista Cyrano de Bergerac. En su cuento, Cyrano describe siete formas en que sería posible alcanzar la Luna. Seis de ellas resultaban erróneas por una razón u otra, pero el séptimo método era por medio del empleo de cohetes. En efecto, los cohetes eran el único método entonces conocido (o ahora, en realidad) a través del cual se podía cruzar el vacío.

Sin embargo, no fue hasta 1657 cuando se comprendió el principio del cohete. Aquel año, Newton publicó su gran libro *Principia Mathematica* en el que, entre otras cosas, presentó sus tres leyes del movimiento. La tercera ley es conocida popularmente como la ley de la acción y de la reacción: cuando se aplica una fuerza en una dirección, existe una fuerza igual y opuesta en la otra. Así, si un cohete expulsa una masa de materia en una dirección, el resto del cohete se mueve en la otra, y lo hará en el vacío lo mismo que en el aire. En realidad, lo hará con mayor facilidad en el vacío donde no existe resistencia por parte del aire al movimiento. (La creencia de que un cohete necesita «algo contra lo que empujar» es errónea.)

Cohetes

Pero los cohetes no eran un asunto sólo teórico. Existían ya desde muchos siglos antes de que Cyrano escribiese y Newton teorizase.

Los chinos, en un tiempo tan alejado como el siglo xin, inventaron y emplearon pequeños cohetes para la guerra psicológica: para asustar al enemigo. La moderna civilización occidental adaptó los cohetes para fines más sangrientos. En 1801, un experto en artillería británico, William Congreve, tras haberse enterado del asunto de los cohetes en Oriente, donde las tropas indias lo usaron contra los británicos en los años 1780, ideó cierto número de mortíferos misiles. Algunos de ellos fueron empleados contra Estados Unidos en la guerra de 1812, sobre todo en el bombardeo de Fuerte McHenry, en 1814, lo que inspiró a Francis Scott Key a escribir la *Bandera salpicada de estrellas,* cantando lo del «rojo esplendor de los cohetes». Las armas de cohetes se marchitaron ante las mejoras en alcance, precisión y potencia de la artillería convencional. Sin embargo, la Segunda Guerra Mundial vio el desarrollo del bazuca estadounidense y del «Katiusha» soviético, ambos formados esencialmente por paquetes de explosivos con propulsión por cohetes. En mucha mayor escala, los aviones de reacción también hicieron uso del principio de acción y reacción del cohete.

Más o menos a principios del siglo XX, dos hombres, de forma independiente, concibieron un nuevo y más exacto empleo de los cohetes: explorar la atmósfera superior y el espacio. Se trataba de un ruso, Konstantin Eduardovich Tsiolkovski, y un estadounidense, Robert Hutchings Goddard. (Incluso resulta raro, en vista de los desarrollos posteriores, que un ruso y un norteamericano fueran los primeros heraldos de la edad de los cohetes, aunque un imaginativo inventor alemán, Hermann Ganswindt, también avanzara incluso cosas más ambiciosas, aunque menos sistemáticas y científicas especulaciones en este tiempo.)

El ruso fue el primero en imprimir: publicó sus especulaciones y cálculos de 1903 a 1913, mientras Goddard no realizó sus publicaciones hasta 1919. Pero Goddard fue el primero en llevar la especulación a la práctica. El 16 de marzo de 1926, desde una granja cubierta por la nieve, en Auburn, Massachusetts, disparó un cohete que alcanzó una altura de 66 metros. La cosa más notable en el cohete era que iba propulsado por un combustible líquido en vez de por pólvora. Además, mientras que los cohetes ordinarios, bazucas, aviones de reacción, etc., empleaban el oxígeno del aire circundante, el cohete de Goddard, diseñado para funcionar en el espacio exterior, debía llevar su propio oxidante en forma de oxígeno líquido *(lox,* como ahora se llama en el argot de los hombres de los misiles).

Julio Verne, en su obra de ciencia ficción del siglo XIX, visualizó un cañón como mecanismo de lanzamiento para un viaje a la Luna, pero un cañón consume su fuerza por completo de una sola vez, y al principio, cuando la atmósfera es más recia y ofrece

una mayor resistencia. Además, la aceleración total se consigue en el mismo principio y es lo suficientemente grande como para reducir a cualquier ser humano que se encontrase en el navio espacial a un sangriento amasijo de carne y huesos.

Los cohetes de Goddard avanzaban hacia arriba lentamente al principio, ganando velocidad y gastando su impulso final muy arriba, en la atmósfera más fina, donde la resistencia es menor. El alcanzar gradualmente la velocidad significa que la aceleración se conserva en niveles tolerables, algo muy importante para los navios tripulados.

Desgraciadamente, el logro de Goddard casi no alcanzó reconocimiento, excepto por parte de sus enfadados vecinos, que consiguieron que se le ordenase que siguiese sus experimentos en otra parte. Goddard se fue a disparar sus cohetes en la mayor intimidad y, entre 1930 y 1935, sus vehículos alcanzaron velocidades de más de 900 kilómetros por hora y alturas de más de dos kilómetros y medio. Desarrolló sistemas para estabilizar un cohete en vuelo y giroscopios para mantener a un cohete en la dirección apropiada. Goddard también patentó la idea de los cohetes multietapas. Dado que sus etapas sucesivas constituyen una parte de su peso original y comienza la elevada velocidad facilitada por la etapa anterior, un cohete dividido en una serie de etapas puede conseguir velocidades más elevadas y mayores alturas que un cohete con la misma cantidad de combustible alojado en una sola etapa.

Durante la Segunda Guerra Mundial, la Marina de los Estados Unidos apoyó sin entusiasmo ulteriores experimentos por parte de Goddard. Mientras tanto, el Gobierno alemán dedicó un mayor esfuerzo a la investigación de cohetes, empleando como cuerpo de trabajadores a un grupo de jóvenes que habían sido inspirados primariamente por Hermann Oberth, un matemático rumano que, en 1923, había escrito acerca de cohetes y navios espaciales con independencia de Tsiolkovski y Goddard. La investigación alemana comenzó en 1935 y culminó con el desarrollo de la V-2. Bajo la guía del experto en cohetes Wernher von Braun (el cual, después de la Segunda Guerra Mundial, colocó su talento a disposición de Estados Unidos), se disparó el primer auténtico cohete en 1942. La V-2 entró en combate en 1944, demasiado tarde para ganar la guerra para los nazis aunque dispararon 4.300 de ellos en total, y 1.230 alcanzaron Londres. Los misiles de Von Braun mataron a 2.511 ingleses e hirieron gravemente a otros 5.869.

El 10 de agosto de 1945, casi el mismo día en que acabó la guerra, murió Goddard, justo a tiempo de ver al fin cómo su chispa se encendía al fin en llamas. Estados Unidos y la Unión Soviética, estimulados por el éxito de las V-2, se zambulleron en la investigación coheteril, cada uno llevándose a su lado a cuantos más expertos alemanes en cohetes pudo.

Al principio, Estados Unidos emplearon V-2 capturadas para explorar la atmósfera superior pero, en 1952, la provisión de esos cohetes se había agotado. Para entonces, ya habían sido construidos cohetes aceleradores mayores y más avanzados, tanto en Estados Unidos como en la Unión Soviética, y el progreso continuó.

Explorando la Luna

Una nueva era comenzó cuando, el 4 de octubre de 1957 (un mes después del centenario del nacimiento de Tsiolkovski), la Unión Soviética colocó el primer satélite artificial *(Sputnik I)* en órbita. El *Sputnik I* viajó en torno de la Tierra en una órbita elíptica: a 250 kilómetros por encima de la superficie (o a 6.650 kilómetros desde el centro de la Tierra), en el perigeo y a 900 kilómetros en el apogeo. Una órbita elíptica es algo parecido a una montaña rusa. Al ir del apogeo al perigeo, el satélite se desliza colina abajo, por así decirlo, y pierde potencial gravitacional. Así, la velocidad aumenta, por lo que en el perigeo el satélite empieza de nuevo arriba de la colina a máxima velocidad, como lo hace una montaña rusa. El satélite pierde velocidad mientras sube (como le pasa a la montaña rusa) y se mueve a su menor velocidad en el apogeo, poco antes de que se deslice de nuevo colina abajo.

El *Sputnik I* pasaba en el perigeo a través de finos fragmentos de la atmósfera superior; y la resistencia del aire, aunque leve, era lo suficiente como para enlentecer

al satélite un poco en cada viaje. En cada revolución sucesiva, fracasaba en alcanzar su altura anterior de apogeo. Lentamente, comenzó a hacer espirales hacia dentro. Llegado el momento, pierde tanta energía, que la atracción de la Tierra es suficiente para hundirlo en la atmósfera más densa, donde se quema por fricción con el aire.

El índice en el que decae de esta forma la órbita de un satélite, depende en parte de la masa del satélite y en parte de su forma, y también de la densidad del aire a través del cual pasa. Así, puede calcularse la densidad de la atmósfera a ese nivel. Los satélites nos han facilitado las primeras mediciones directas de la densidad de la atmósfera superior. La densidad demostró ser más elevada de lo que se había pensado; pero a la altura de 240 kilómetros, por ejemplo, es de sólo una diezmillonésima respecto del nivel del mar, y a 360 kilómetros de únicamente una billonésima.

No obstante, esas pequeñas cantidades de aire no deben descargarse con demasiada rapidez. Incluso a una altura de 1.600 kilómetros, donde la densidad atmosférica es de una trillonésima en relación a las cifras a nivel del mar, ese débil aliento de aire es mil millones de veces más denso que el de los gases del espacio exterior en sí. La envoltura de gases de la Tierra se extiende hacia fuera.

La Unión Soviética no quedó sola en este campo sino que, al cabo de cuatro meses, se le unió Estados Unidos que, el 30 de enero de 1958, colocó en órbita su primer satélite, el *Explorer I.*

Una vez los satélites se colocaron en órbita en torno de la Tierra, los ojos se volvieron cada vez con mayores ansias hacia la Luna. En realidad, la Luna había perdido la mayor parte de su encanto, pues aunque seguía siendo un mundo y no sólo una luz en el cielo, ya no era el mundo que se pensó en tiempos anteriores.

Antes del telescopio de Galileo, se había dado siempre por supuesto que si los cuerpos celestes eran mundos, seguramente estarían llenos de cosas vivientes, incluso cosas vivientes en forma de humanoides inteligentes. Las primeras historias de ciencia ficción acerca de la Luna supusieron esto, lo mismo que otras posteriores, en el mismo siglo xx.

En 1835, un escritor inglés llamado Richard Adams Locke, escribió una serie de artículos para el *New York Sun* que pretendían pasar por serios estudios científicos de la superficie de la Luna, y que descubrían muchas clases de cosas vivientes. Las descripciones eran muy detalladas y fueron pronto creídas por millones de personas.

Y, sin embargo, no fue mucho después de que Galileo mirase a la Luna a través de su telescopio, cuando comenzó a parecer claro que la vida no podía existir en la Luna. La superficie de la Luna no estaba nunca oscurecida por nubes o niebla. La línea divisoria entre los hemisferios luminoso y apagado era siempre muy fuerte, por lo que existía una destacable zona crepuscular. Los «mares» oscuros que Galileo creyó que serían cuerpos de agua, se descubrió que se hallaban salpicados de pequeños cráteres que, en el mejor de los casos, eran cuerpos relativamente poco consistentes de arena. Quedó pronto claro que la Luna no contenía ni aire y que, por tanto, tampoco había vida.

De todos modos, era tal vez demasiado fácil llegar a esta conclusión. ¿Qué pasaba con el lado oculto de la Luna que los seres humanos nunca veían? ¿No podían existir capas de agua debajo de la superficie que, aunque insuficientes para mantener grandes formas de vida, tal vez pudiesen sostener el equivalente de bacterias? O, si no había vida en absoluto, ¿no podían existir productos químicos en el suelo que representasen una lenta y posiblemente abortada evolución hacia la vida? Y aunque no hubiese nada de todo esto, ¿no quedaban aún preguntas que contestar en lo referente a la Luna que no tenían nada que ver con la vida? ¿Dónde se había formado? ¿Cuál era su estructura mineralógica? ¿Qué antigüedad tenía?

Por lo tanto, poco después del lanzamiento del *Sputnik I* una serie de nuevas técnicas comenzaron a emplearse para explorar la Luna. La primera *sonda lunar* con éxito, es

decir, el primer satélite que pasó cerca de la Luna, fue enviado por la Unión Soviética el 2 de enero de 1959. Se trató del *Lunik I,* el primer objeto artificial que tomó una órbita alrededor del Sol. Al cabo de dos meses, Estados Unidos había publicado la proeza.

El 12 de setiembre de 1959, los soviéticos enviaron el *Lunik II* y lo apuntaron para que alcanzase la Luna. Por primera vez en la Historia, un objeto artificial descansó en la superficie de otro mundo. Luego, un mes después, el satélite soviético *Lunik III* se deslizó más allá de la Luna y apuntó una cámara de televisión hacia el lado que nunca vemos desde la Tierra. Cuarenta minutos de fotos del otro lado fueron enviadas de regreso desde una distancia de 60.000 kilómetros por encima de la superficie lunar. Eran borrosas y de escasa calidad, pero mostraban algo interesante. Que el otro lado de la Luna presentaba escasamente *maña* del tipo de los que constituyen un rasgo tan prominente de nuestro lado. No queda completamente claro el porqué de esta asimetría. Presumiblemente, los *maña* se formaron, comparativamente, tarde en la historia de la Luna, cuando un lado ya presentaba su cara hacia la Tierra para siempre y los grandes meteoros que han formado los mares se deslizaban hacia la cara más cercana de la Luna a causa de la gravedad terrestre.

Pero la exploración lunar estaba sólo comenzando. En 1964, Estados Unidos lanzó una sonda lunar, el *Ranger VII,* diseñado para estrellarse contra la superficie de la Luna, y tomar fotografías a medida que se aproximase. El 31 de julio de 1964 completó con éxito la misión, tomando 4.316 fotos de un área que ahora se llama Mare Cognitum (Mar Conocido). A principios de 1965, el *Ranger VIII y* el *Ranger IX* tuvieron un éxito aún mayor, si es que ello era posible. Esas sondas lunares revelaron que la superficie de la Luna debía de ser dura (o esponjosa en el peor de los casos), y que no estaba cubierta por la gruesa capa de polvo que algunos astrónomos sospechaban que debía existir. Las sondas mostraron incluso que esas zonas, que parecían tan llanas cuando se las miraba a través de un telescopio, estaban cubiertas por cráteres demasiado pequeños para ser vistos desde la Tierra.

La sonda soviética *Luna IX* tuvo éxito en efectuar un *aterrizaje suave* (no uno que implicase la destrucción del objeto al efectuar el aterrizaje) en la Luna el 3 de febrero de 1966, y mandó fotografías tomadas al nivel del suelo. El 3 de abril de 1966, los soviéticos situaron al *Luna X* en una órbita de tres horas en torno de la Luna, midiendo la radiactividad de la superficie lunar, y la pauta indicó que las rocas de la superficie lunar eran similares al basalto que existe en el fondo de los océanos terrestres.

Los hombres de los cohetes norteamericanos siguieron esta pista con una cohetería aún más elaborada. El primer aterrizaje suave norteamericano en la Luna fue el del *Surveyor I,* el 1 de junio de 1966. En setiembre de 1967, el *Surveyor V* había conseguido manejar y analizar el suelo lunar bajo control remoto desde la Tierra. También probó que era parecido al basalto y que contenía partículas de hierro, probablemente de origen meteórico.

El 10 de agosto de 1966, la primera de las sondas orbitadoras lunares norteamericanas fue mandada para que girase en torno de la Luna. Esos orbitadores lunares tomaron fotografías detalladas de todas las partes de la Luna, por lo que, en todas partes, sus rasgos (incluyendo la parte que permanece escondida desde la superficie de la Tierra) llegaron a ser conocidas con todo detalle. Además, se tomaron desconcertantes fotografías de la Tierra, tal y como se ve desde las vecindades de la Luna.

Digamos de pasada que los cráteres lunares han recibido el nombre de astrónomos y de otros grandes hombres del pasado. Dado que los nombres fueron dados por el astrónomo italiano Giovanni Battista Riccioli, hacia 1650, se trata más bien de antiguos astrónomos —Copérnico, Tycho y Kepler—, así como de astrónomos griegos como Aristóteles, Arquímedes y Ptolomeo, que han sido honrados con los cráteres mayores.

El otro lado, revelado por primera vez por el *Lunik III,* ofreció una nueva oportunidad. Los rusos, como estaban en su derecho, dieron nombres a algunos de los rasgos más sobresalientes. Y llamaron a los cráteres no sólo Tsiolkovski, el gran profeta de los viajes espaciales, sino también Lomonosov y Popov, los dos químicos rusos de fines del

siglo XVIII. También han recompensado con cráteres a personalidades occidentales, incluyendo a Maxwell, Hertz, Edison, Pasteur, y los Curie, todos los cuales se mencionan en este libro. Un nombre muy adecuado colocado en el otro lado de la Luna es el del escritor francés pionero de la ciencia ficción, Julio Verne.

En 1970, el otro lado de la Luna era suficientemente bien conocido, para hacer posible dar sistemáticamente nombres a sus rasgos. Bajo el liderazgo del astrónomo norteamericano Donald Howard Menzel, un organismo internacional asignó centenares de nombres, honrando a los grandes hombres del pasado que contribuyeron al avance de la Ciencia de una forma u otra. Los cráteres muy prominentes fueron adjudicados a rusos como Mendéleiev (que fue el primero que desarrolló la tabla periódica, de la que hablaré en el capítulo 6), y Gagarin, que fue el primer hombre que fue colocado en órbita alrededor de la Tierra y que, años después, murió en un accidente de aviación. Otros rasgos importantes fueron empleados para recordar al astrónomo holandés Hertzsprung, al matemático francés Galois, al físico italiano Fermi, al matemático estadounidense Wiener y al físico británico Cockcroft. En una zona restringida podemos encontrar a Nernst, Lorentz, Moseley, Einstein, Bohr y Dalton, todos de la mayor importancia para el desarrollo de la teoría atómica y de la estructura subatómica.

Reflejan el interés de Menzel en sus escritos de ciencia y de ficción científica, en su justa decisión de atribuir unos cuantos cráteres a aquellos que ayudaron a suscitar el entusiasmo de toda una generación por los vuelos espaciales, cuando la ciencia ortodoxa los había descartado como una quimera. Por esta razón, hay un cráter que honra a Hugo Gernsback, que publicó la primera revista en Estados Unidos dedicada enteramente a la ciencia ficción, y otro a Willy Ley que, de todos los escritores, fue el que de forma más inteligible y exacta retrató las victorias y potencialidades de los cohetes.

Los astronautas y la Luna

Pero la exploración no tripulada de la Luna, por dramática y exitosa que fuese, no resultaba suficiente. ¿Podrían los seres humanos acompañar a los cohetes? De todos modos, costó sólo tres años y medio, desde el lanzamiento del *Sputnik I,* el que se diesen los primeros pasos en esta dirección.

El 12 de abril de 1961, el cosmonauta soviético Yuri Alexéievich Gagarin fue lanzado en órbita y regresó sano y salvo. Tres meses después, el 6 de agosto, otro cosmonauta soviético, Guermán Stepánovich Titov, voló diecisiete órbitas antes de aterrizar, pasando 24 horas en vuelo libre. El 20 de febrero de 1962, Estados Unidos puso a su primer hombre en órbita, cuando el astronauta John Herschel Glenn rodeó la Tierra tres veces. Desde entonces docenas de hombres han abandonado la Tierra y, en algunos casos, permanecido en el espacio durante semanas. Una cosmonauta soviética, Valentina V. Tereshkova, fue lanzada el 16 de junio de 1963, y permaneció en vuelo libre durante 71 horas, realizando un total de 17 órbitas. En 1983, la astronauta Sally Ride se convirtió en la primera mujer estadounidense en ser colocada en órbita.

Los cohetes han partido de la Tierra llevando a la vez dos y tres hombres. El primero de tales lanzamientos fue el de los cosmonautas soviéticos Vladímir M. Komarov, Konstantin P. Feoktistov y Boris G. Yegorov, el 12 de octubre de 1964. Los norteamericanos lanzaron a Virgil I. Grissom y John W. Young, en el primer cohete estadounidense multitripulado, el 23 de marzo de 1965.

El primer hombre en abandonar su navio de cohetes en el espacio fue el cosmonauta soviético Alexéi A. Leónov, que lo llevó a cabo el 18 de marzo de 1965. Este *paseo espacial* fue repetido por el astronauta estadounidense Edward H. White el 3 de junio de 1965.

Aunque la mayoría de los «primeros» vuelos espaciales en 1965 fueron efectuados por los soviéticos, a continuación los norteamericanos se pusieron en cabeza. Los vehículos tripulados maniobraron en el espacio, tuvieron citas unos con otros, se acoplaron y comenzaron a ir más lejos.

Sin embargo, el programa espacial no continuó sin tragedias. En enero de 1967, tres astronautas estadounidenses —Grissom, White y Roger Chaffer— murieron en tierra a causa de un incendio que se produjo en su cápsula espacial durante unas comprobaciones rutinarias. Luego, el 23 de abril de 1967, Komarov murió cuando su paracaídas se atascó durante la reentrada. Fue el primer hombre en morir en el transcurso de un viaje espacial.

Los planes norteamericanos para alcanzar la Luna por medio de navios de tres hombres (el programa *Apolo)* quedaron retrasados a causa de la tragedia, mientras las cápsulas espaciales eran rediseñadas para conseguir una mayor seguridad; pero los planes no se abandonaron. El primer vehículo *Apolo* tripulado, el *Apolo VII,* fue lanzado el 11 de octubre de 1967, con su tripulación de tres hombres al mando de Walter M. Schirra. El *Apolo VIII,* lanzado el 21 de diciembre de 1966, al mando de Frank Borman, se aproximó a la Luna, girando en torno de ella muy cerca. El *Apolo X,* lanzado el 18 de mayo de 1968, también se aproximó a la Luna, desprendiendo el módulo lunar, enviándolo a unos quince kilómetros de la superficie lunar.

Finalmente, el 16 de julio de 1969, el *Apolo XI* fue lanzado al mando de Neil A. Amstrong. El 20 de junio, Amstrong fue el primer ser humano en pisar el suelo de otro mundo. Desde entonces han sido lanzados otros seis vehículos *Apolo.* Cinco de ellos — el 12, el 14, el 15, el 16 y el 17— completaron sus misiones sin un éxito digno de relieve. El *Apolo XIII* tuvo problemas en el espacio y se vio forzado a regresar sin aterrizar en la Luna, pero *volvió* con seguridad y sin pérdidas de vidas.

El programa espacial soviético no ha incluido vuelos tripulados a la Luna. Sin embargo, el 12 de setiembre de 1970 se disparó a la Luna un navio no tripulado. Aterrizó suave y seguramente, reunió especímenes del suelo y de rocas y luego, también de forma segura, regresó a la Tierra. Más tarde, un vehículo automático soviético aterrizó en la Luna y se desplazó bajo control a distancia durante meses, enviando toda clase de datos.

El resultado más dramático obtenido de los estudios acerca de las rocas lunares traídas tras los aterrizajes en la Luna, tripulados o no, es que la Luna parece hallarse totalmente muerta. Su superficie, al parecer, se ha hallado expuesta a gran calor, puesto que está cubierta de masas vitreas, lo cual parece implicar que la superficie ha permanecido en fusión. No se ha encontrado el menor vestigio de agua, ni siquiera indicación de que el agua pueda existir debajo de la superficie, ni siquiera en el pasado. No hay vida y tampoco la menor señal de productos químicos relacionados con la vida.

No ha vuelto a haber aterrizajes lunares desde diciembre de 1971, y, de momento, tampoco se halla planeado ninguno. Sin embargo, no existe problema respecto de que la tecnología humana sea capaz de colocar seres humanos y a sus máquinas en la superficie lunar cuando parezca deseable, y el programa espacial continúa de otras formas.

VENUS Y MERCURIO

De los planetas que giran en torno del Sol, dos —Venus y Mercurio— están más cerca de lo que se halla la Tierra. Mientras la distancia media de la Tierra respecto del Sol es de 150.000.000 de kilómetros, las cifras de Venus son de 108.000.000 de kilómetros y las de Mercurio de 58.000.000 de kilómetros.

El resultado es que nunca vemos a Venus o Mercurio demasiado lejos del Sol. Venus no puede estar nunca a más de 47 grados, desde el Sol tal y como se ve desde la Tierra, y Mercurio no puede tampoco hallarse a más de 28 grados del Sol. Cuando al este del Sol, Venus y Mercurio se muestran por la noche en el firmamento occidental tras la puesta del Sol, se ocultan poco después, por lo que se convierten en la *estrella vespertina.*

Cuando Venus o Mercurio se encuentran al otro lado de su órbita y al oeste del Sol, aparecen poco antes del alba, alzándose al Este no mucho antes de la salida del Sol,

desapareciendo a continuación entre el resplandor solar cuando el Sol se eleva no mucho después, convirtiéndose en este caso en *estrella matutina.*

Al principio, pareció natural creer que las dos estrellas vespertinas y las dos estrellas matutinas eran cuatro cuerpos diferentes. Gradualmente, quedó claro para los observadores que, cuando una de las estrellas vespertinas se encontraba en el firmamento, la correspondiente estrella matutina no era nunca vista, y viceversa. Comenzó a parecer que se trataba de dos planetas, cada uno de los cuales se movía de un lado a otro del Sol, haciendo, alternativamente, las veces de estrella vespertina y matutina. El primer griego en expresar esta idea fue Pitágoras en el siglo VI a. de J. C., y es posible que lo hubiese sabido a través de los babilonios.

De los dos planetas, Venus es con mucho el más fácil de observar. En primer lugar, se halla más cercano a la Tierra. Cuando la Tierra y Venus se encuentran en el mismo lado del Sol, los dos pueden estar separados por una distancia de poco más de 40 millones de kilómetros. Venus, pues, se encuentra 100 veces más alejado de nosotros que la Luna. Ningún cuerpo apreciable (exceptuando la Luna) se aproxima a nosotros tanto como lo hace Venus. La distancia promedia de Mercurio de la Tierra, cuando ambos se encuentran en el mismo lado del Sol, es de 92 millones de kilómetros.

No sólo Venus está más cercano a la Tierra (por lo menos, cuando ambos planetas se hallan en el mismo lado del Sol), sino que es el cuerpo mayor y el que recoge más luz. Venus posee un diámetro de 12.100 kilómetros, mientras que el diámetro de Mercurio es de sólo 4.825 kilómetros. Finalmente, Venus tiene nubes y refleja una fracción mucho más grande de la luz solar que recibe respecto de lo que efectúa Mercurio. Este último carece de atmósfera y (al igual que la Luna) sólo tiene rocas desnudas para reflejar la luz.

El resultado es que Venus, en su momento más brillante, tiene una magnitud de -4,22. Así pues, es 12,6 veces más brillante que Sirio, la estrella más luminosa, y es asimismo el objeto más brillante en el espacio si exceptuamos al Sol y a la Luna. Venus es tan brillante que, en la oscuridad, en noches sin Luna, puede lanzar una sombra detectable. En su momento más brillante, Mercurio posee una magnitud de sólo -1,2, lo cual le hace casi tan brillante como Sirio pero, de todos modos, posee sólo un diecisieteavo del brillo de Venus en su momento de mayor luminosidad.

La proximidad de Mercurio al Sol significa que es visible sólo cerca del horizonte, y en los momentos en que el firmamento está aún brillante entre dos luces o al amanecer. Por lo tanto, a pesar de su brillo, el planeta resulta difícil de observar. Se suele decir a menudo que el mismo Copérnico nunca llegó a observar Mercurio.

El hecho de que Venus y Mercurio se encuentren siempre cerca del Sol, y oscilen de un lado a otro de dicho cuerpo, hizo naturalmente que algunas personas supusiesen que los dos planetas rodean al Sol más que a la Tierra. Esta noción fue sugerida por primera vez por el astrónomo griego Heraclides hacia 350 a. de J. C., pero no fue aceptada hasta que Copérnico suscitó de nuevo la idea, no sólo respecto de Mercurio y de Venus, sino de todos los planetas, diecinueve siglos después.

Si Copérnico hubiera estado en lo correcto, y Venus fuese un cuerpo opaco que brillase por la luz reflejada del Sol (como lo hace la Luna), en ese caso, observado desde la Tierra, Venus debería presentar fases igual que la Luna. El 11 de diciembre de 1610, Galileo, que observaba a Venus a través de su telescopio, vio que su esfera se hallaba sólo en parte iluminada. Lo observó de vez en cuando y vio que mostraba fases como la Luna. Esto casi representó el último clavo para la antigua descripción geocéntrica del sistema planetario, dado que no se podían explicar las fases de Venus tal y como se observaban. Asimismo, Mercurio, llegado el momento, también se comprobó que mostraba fases.

Medición de los planetas

Ambos planetas eran difíciles de observar telescópicamente. Mercurio se hallaba demasiado cerca del Sol, y era tan pequeño y distante, que podían saberse muy pocas

cosas por las señales de su superficie. No obstante, el astrónomo italiano Giovanni Schiaparelli estudió esas señales con cuidado de vez en cuando, y sobre la base de la forma en que cambiaban con el tiempo, anunció, en 1889, que Mercurio giraba sobre su eje en 88 días.

Esta declaración pareció tener sentido, puesto que Mercurio giraba también en torno del Sol en 88 días. Se encontraba lo suficientemente cerca del Sol para hallarse gravitacionalmente trabado por éste, como le ocurre a la Luna con la Tierra, por lo que el período de rotación de Mercurio y el de revolución serían idénticos.

Venus, aunque mayor y más brillante, también resultaba difícil de observar a causa de que se hallaba perpetuamente oscurecido por una gruesa y sin rupturas capa de nubes, y presentaba una forma blanca sin rasgos a todos los observadores. Nadie sabía nada acerca de su período de rotación, aunque algunos pensaban que también Venus debía de hallarse trabado gravitatoriamente por el Sol, con un período de rotación igual a su período de revolución de 224,7 días.

Lo que cambió la situación fue el desarrollo de técnicas de manejo del radar, de emisión de rayos de microondas, que podían reflejarse en los objetos, y luego detectar esos rayos reflejados. Durante la Segunda Guerra Mundial, el radar comenzó a usarse para detectar aviones, pero los rayos de microondas también podían rebotar desde los cuerpos celestes.

Por ejemplo, en 1946, un científico húngaro, Zoltan Lajos Bay, hizo rebotar un rayo de microondas desde la Luna y recibió los ecos.

No obstante, la Luna era, comparativamente, un blanco más fácil. En 1961, tres grupos norteamericanos diferentes, un grupo británico y otro soviético tuvieron todos éxito al mandar rayos de microondas hacia Venus y regreso. Esos rayos viajaron a la velocidad de la luz, que era entonces exactamente conocida. Por el tiempo empleado por el rayo en alcanzar Venus y regresar, fue posible calcular la distancia de Venus en aquel momento con mayor precisión que la que había sido posible hasta entonces. A partir de esa determinación, pudieron calcularse de nuevo todas las demás distancias del Sistema Solar, puesto que la configuración relativa de los planetas era bien conocida.

Además, todos los objetos que no se hallen en realidad en el cero absoluto (y ningún objeto lo está) emiten continuamente rayos de microondas. Según la longitud de onda del rayo, es posible calcular la temperatura del cuerpo emisor.

En 1962, se detectó que las microondas eran radiadas por el lado oscuro de Mercurio, la porción de la esfera visible que no está expuesta a la luz del Sol. Si el período de rotación de Mercurio era realmente de 88 días, una cara del planeta se hallaría para siempre enfrentada al Sol y estaría muy caliente, mientras que la cara opuesta se encontraría siempre alejada del Sol y se hallaría muy fría. No obstante, según la naturaleza de las microondas radiadas, el lado oscuro tenía una temperatura considerablemente más elevada de lo que cabría esperar, y de este modo, en un momento u otro, se hallaría expuesta a la luz solar.

Cuando un rayo de microondas rebota desde un cuerpo en rotación, el rayo sufre ciertos cambios en la reflexión a causa del movimiento superficial, y la naturaleza de tales cambios permite calcular la velocidad de la superficie en movimiento. En 1965, dos ingenieros electrónicos norteamericanos, Rolf Buchanan Dyce y Cordón H. Pettengill, trabajando con reflejos de rayos de microondas, descubrieron que la superficie de Mercurio giraba más de prisa de lo esperado: Mercurio rotaba sobre su eje en 59 días, por lo que cada porción de su superficie estaba iluminada por la luz del Sol en un momento u otro.

La cifra exacta de la rotación demostró ser la de 58,65 días: exactamente dos tercios del período de revolución de 88 días. Esto indica también una traba gravitatoria, pero menos importante que cuando la rotación y la revolución son iguales.

Las sondas de Venus

Venus ofrece sorpresas aún más desconcertantes. A causa de que su tamaño es casi el mismo que el de la Tierra (con un diámetro de 12.418 kilómetros, en comparación de los 13.080 kilómetros de la Tierra), se le considera a veces la hermana gemela de la Tierra. Venus está más cerca del Sol, pero tenía la protección de una capa de nubes, que debería impedir que se mantuviese demasiado caliente. Se dio por sentado que las nubes estaban compuestas por gotas de agua, y que la misma Venus debía poseer un océano, tal vez incluso uno más extenso que en la Tierra, y que por lo tanto sería más rica en vida marina. Se han escrito muchas historias de ciencia ficción (incluyendo una mía) referentes a semejante planeta tan rico en agua y en vida...

Pero en 1956 se produjo la primera conmoción. Un equipo de astrónomos norteamericanos, encabezados por el coronel H. Mayer, estudiaron las microondas radiadas por el lado oscuro de Venus y llegaron a la conclusión de que dicho lado debía tener una temperatura muy por encima del punto de ebullición del agua. Venus estaría muy caliente y, por lo tanto, poseería una radiación muy alta.

Esta conclusión resultaba casi increíble. Parecía requerirse algo más impresionante que una débil radiación de rayos de microonda. Una vez pudieron enviarse con éxito cohetes a las vecindades de la Luna, pareció lógico mandar unas sondas similares a los diferentes planetas.

El 27 de agosto de 1962, Estados Unidos lanzó la primera sonda con éxito a Venus, el *Mariner II.* Llevaba instrumentos capaces de detectar y analizar las microondas radiadas por Venus y remitir los resultados a través de decenas de millones de kilómetros de vacío hasta la Tierra.

El 14 de diciembre de 1962, el *Mariner II* pasó a 36.000 kilómetros de la capa de nubes de Venus, y ya no cupo la menor duda. Venus estaba infernalmente caliente en toda su superficie, tanto cerca de los polos como en el ecuador, en el lado nocturno o en el diurno. La temperatura superficial era de unos 475° C, más que suficiente para derretir el estaño y el plomo y hacer hervir el mercurio.

Y aquello no fue todo en 1962. Las microondas penetraban en las nubes. Las microondas radiadas hacia Venus penetraron las nubes hasta llegar a la superficie sólida y rebotaron. Esas ondas pudieron «ver» la superficie como los seres humanos, que dependen de las ondas luminosas, no pueden hacer. En 1962, a partir de la distorsión del rayo reflejado, Roland L. Carpenter y Richard M. Goldstein descubrieron que Venus giraba en un período de algo así como 250 días terrestres. Posteriores análisis llevados a cabo por el físico Irwin Ira Shapiro mostraron que se trataba de 243,09 días. Esta lenta rotación no era el resultado de una traba gravitatoria por parte del Sol, puesto que el período de revolución era de 224,7 días. Venus giraba sobre su eje *más lentamente* que su revolución en torno del Sol.

Y lo que es más: Venus gira sobre su eje en «una dirección equivocada». Mientras que la dirección general del giro, cuando se ve (con la imaginación) desde un punto elevado por encima del Polo Norte de la Tierra, es en sentido opuesto a las agujas del reloj, Venus gira sobre su eje según las agujas del reloj. No existe una buena explicación hasta ahora del porqué de esa rotación *retrógrada.*

Otro misterio consiste en que cada vez que Venus se halla más cerca de nosotros, gira sobre su eje, de esa manera equivocada, exactamente cinco veces y así presenta la misma cara hacia la Tierra en su aproximación más cercana. Al parecer, Venus se halla trabado gravitatoriamente en relación con la Tierra, pero esta última es demasiado pequeña para influir en Venus a través de la distancia que las separa.

Tras el *Mariner II,* otras sondas venusinas fueron lanzadas tanto por Estados Unidos como por la Unión Soviética. Las de la Unión Soviética se diseñaron para penetrar en la atmósfera de Venus y caer luego en paracaídas en un aterrizaje suave. Las condiciones fueron tan extremadas que ninguna de las *sondas Venera* soviéticas duró mucho después de su entrada, pero consiguieron cierta información acerca de la temperatura.

En primer lugar, la atmósfera era sorprendentemente densa, 90 veces más densa que la de la Tierra, y está formada sobre todo por dióxido de carbono (un gas presente en la Tierra sólo en muy pequeñas cantidades). La atmósfera de Venus tiene un 96,6 % de dióxido de carbono (anhídrido carbónico) y un 3,2 % de nitrógeno. (En este aspecto, dado lo densa que es la atmósfera de Venus, la cantidad total de nitrógeno es tres veces la de la Tierra.)

El 20 de mayo de 1978, Estados Unidos lanzó el *Pioneer Venus* que llegó a Venus el 4 de diciembre de 1978, y se colocó en órbita alrededor del planeta. *Pioneer Venus* pasaba muy cerca de los polos de Venus. Varias sondas salieron de *Pioneer Venus y* entraron en la atmósfera venusina, confirmando y ampliando los datos soviéticos.

La capa de nubes principal de Venus tiene un grosor de más de 3 kilómetros y se encuentra a 45 kilómetros por encima de la superficie. La capa de nubes consiste en agua que contiene cierta cantidad de azufre, y por encima de la capa principal de nubes se encuentra una neblina de corrosivo ácido sulfúrico.

Debajo de la capa de nubes se halla una neblina hasta una altura de 30 kilómetros por encima de la superficie y, por debajo de esto, la atmósfera de Venus es completamente clara. La atmósfera inferior parece estable, sin tormentas o cambios de tiempo, y con un calor increíble en todas partes. Sólo existen vientos suaves, pero teniendo en cuenta la densidad del aire, incluso un viento ligero tiene la fuerza de un huracán terrestre. Tomando todo esto en consideración, resulta difícil pensar en un mundo más desapacible que esta «hermana gemela» de la Tierra.

De la luz solar que llega a Venus, casi su mayor parte es o reflejada o absorbida por las nubes, pero, el 3 % penetra hasta las profundidades más desviadas, y tal vez el 2,3 % alcanza el suelo. Teniendo presente el hecho de que Venus está más cerca del Sol y que percibe una luz solar más brillante, la superficie de Venus recibe una sexta parte de la luz de la Tierra, a pesar de las gruesas y permanentes nubes existentes en Venus. Venus debe ser muy poco brillante en comparación con la Tierra, pero si de alguna forma pudiésemos sobrevivir allí veríamos perfectamente en su superficie.

Asimismo, tras aterrizar una de las sondas soviéticas pudo tomar fotografías de la superficie de Venus. Las mismas mostraron un esparcimiento de rocas, con bordes cortantes, algo que indica que no ha existido demasiada erosión.

Las microondas que alcanzan la superficie de Venus y que se reflejan, pueden emplearse para «ver» la superficie, exactamente igual como lo hacen las ondas de luz, si los rayos reflejados se detectan o se analizan por medio de instrumentos que empleen ondas de luz tales como el ojo o la fotografía. Las microondas, que son más largas que las ondas de luz, «ven» más borrosamente pero esto es mejor que nada. Así, a través de las microondas, *Pioneer Venus* trazó el mapa de la superficie venusina.

La mayor parte de la superficie de Venus parece ser de la clase que asociamos con los continentes, más que con los fondos marinos. Mientras que la Tierra tiene un vasto fondo marino (lleno de agua), que ocupa las siete décimas partes de la superficie del planeta, Venus posee un enorme supercontinente que cubre las cinco sextas partes de la superficie total, con pequeñas regiones de tierras bajas (sin agua), que constituyen la restante sexta parte.

El supercontinente que recubre Venus parece ser llano, con algunos indicios de cráteres, pero no demasiados. La densa atmósfera puede haberlos erosionado y hecho desaparecer. Sin embargo, existen posiciones elevadas en el supercontinente, dos de ellas de gran tamaño.

En lo que en la Tierra sería la región ártica, en Venus es una amplia meseta, a la que se ha denominado Ishtar Terra, se halla la cordillera de los Montes Maxwell, con algunos picos que alcanzan alturas de más de 12.000 metros por encima del nivel general exterior de la meseta. Tales picos son muchísimo más altos que cualquier otra cumbre de las montañas de la Tierra.

En la región ecuatorial de Venus existe otra meseta aún mayor, a la que se ha llamado Aphrodite Terra. Pero sus principales elevaciones no alcazan la altura de las de Ishtar Terra.

Resulta difícil decirse si alguna de las montañas de Venus son en realidad volcanes. Dos pueden serlo, por lo menos extintos, y uno de ellos, el Rhea Mons, se extiende por un área equivalente a la de Nuevo México.

las sondas de Mercurio

La superficie de Mercurio no presenta los problemas de la de Venus. En Mercurio no existe atmósfera, ni tampoco capa de nubes. Sólo se necesita mandar una sonda.

El 3 de noviembre de 1973, se lanzó el *Mariner X.* Pasó muy cerca de Venus el 5 de febrero de 1974, desde cuyas vecindades remitió datos útiles, y luego prosiguió viaje hacia Mercurio.

El 29 de marzo de 1974, el *Mariner X* pasó a 718 kilómetros de la superficie de Mercurio. Luego avanzó hasta ponerse en órbita alrededor del Sol, de tal forma que realiza la revolución en 176 días, es decir, el doble del año de Mercurio. Esto le hace regresar a Mercurio en el mismo lugar anterior, puesto que, por cada uno de los circuitos del *Mariner X* alrededor del Sol, Mercurio completa dos. El 21 de setiembre de 1974, el *Mariner X* pasó por Mercurio por segunda vez, y el 16 de marzo de 1975 una tercera, llegando hasta unos 325 kilómetros de la superficie del planeta. Para entonces, el *Mariner X* había consumido el combustible que le mantenía en una posición estable, y a partir de ese instante careció ya de utilidad para posteriores estudios planetarios.

En sus tres pasadas, el *Mariner X* fotografío unas tres octavas partes de la superficie de Mercurio, y mostró un paisaje que se parecía mucho al de la superficie lunar. Había cráteres por todas partes, de hasta más de 200 kilómetros de diámetro. Sin embargo, Mercurio tiene muy pocos «mares». La región más grande y relativamente libre de cráteres tiene una longitud de 1.450 kilómetros. Se le ha llamado Caloris («calor»), porque se encuentra casi directamente debajo del Sol cuando Mercurio se halla en su aproximación más cercana *(perihelio)* a aquel cuerpo celeste.

Mercurio posee también largos acantilados, de más de 160 kilómetros de extensión y con alturas de hasta 2,5 kilómetros.

MARTE

Marte es el cuarto planeta desde el Sol, el que está más allá de la Tierra. Su distancia media al Sol es de 234.000.000

de kilómetros. Cuando la Tierra y Marte se hallan en el mismo lado del Sol, los dos planetas se aproximan, en promedio, hasta los 83.000.000 de kilómetros uno de otro. Dado que la órbita de Marte es más bien elíptica, existen ocasiones en que Marte y la Tierra se hallan separados por sólo unos 48.000.000 de kilómetros. Tales aproximaciones tan cercanas tienen lugar cada treinta y dos años.

Mientras que el Sol y la Luna cambian sus posiciones más o menos firmemente, avanzando de Oeste a Este, contra el fondo estelar, los planetas poseen un movimiento más complicado. La mayor parte del tiempo, se mueven de Oeste a Este, en relación a las estrellas, de una noche a otra. En algunos puntos el movimiento de cada planeta se enlentece, llega a ser por completo la mitad y luego comienza a moverse «hacia atrás», de Este a Oeste. Este *movimiento retrógrado* nunca es tan grande como el movimiento hacia delante, por lo que, en conjunto, cada planeta de mueve de Oeste a Este y, llegado el momento, realiza un circuito completo en el firmamento. El movimiento retrógrado es mayor y más importante en el caso de Marte.

¿Por qué es esto así? La antigua descripción del sistema planetario con la Tierra como

centro, tuvo grandes problemas para explicar el movimiento retrógrado. El sistema copernicano, con el Sol en el centro, lo explicó con facilidad. La Tierra, que se mueve en una órbita más próxima al Sol que la de Marte, tiene una distancia más corta que cubrir al completar su revolución. Cuando la Tierra se encuentra en el mismo lado del Sol, como lo está Marte, adelanta a Marte, por lo que éste *parece* moverse hacia atrás. La comparación del movimiento orbital de la Tierra con cualquiera de los otros planetas, explica todas las apariencias retrógradas, un factor de gran importancia que forzó la aceptación del sistema planetario con centro en el Sol.

Marte se encuentra más alejado del Sol que la Tierra, y recibe una luz solar de menor intensidad. Es un planeta pequeño, de sólo 6.965 kilómetros de diámetro (un poco más que la mitad del de la Tierra), y posee una atmósfera muy tenue que no refleja mucha de la luz que recibe. Por otra parte, tiene una ventaja en comparación con Venus. Cuando Venus se halla más cerca de nosotros, se encuentra entre nosotros y el Sol, y sólo podemos ver su lado oscuro. Sin embargo, Marte, cuando está más cercano a nosotros, está más allá de nosotros, al encontrarse más alejado del Sol, y vemos su lado iluminado (una especie de «Marte lleno»), lo cual se añade a su brillo. No obstante, ese brillo sólo se consigue cada treinta y dos años, cuando Marte se encuentra desacostumbradamente cerca. Cuando se halla en aquella parte de su órbita que lo coloca en el otro lado del Sol respecto de nosotros, está demasiado alejado y sólo posee el brillo como una estrella razonablemente luminosa.

A partir de 1580, el astrónomo danés Tycho Brahe realizó unas cuidadosas observaciones de Marte (sin telescopio, puesto que aún no se había inventado), a fin de estudiar sus movimientos y realizar unas predicciones más exactas de sus posiciones futuras. Tras morir Tycho, su ayudante, el astrónomo alemán Johannes Kepler, empleó esas observaciones para elaborar la órbita de Marte. Comprobó que debía abandonar la noción de órbitas circulares, que los astrónomos habían patrocinado durante 2.000 años y, en 1609, mostró que los planetas se movían en órbitas elípticas. La versión kepleriana del sistema planetario sigue vigente hoy e, indudablemente, en esencia, seguirá así para siempre.

Otra contribución básica de Marte al plan del Sistema Solar se produjo en 1673 (como ya he contado antes), cuando Cassini determinó el paralaje de Marte y, por primera vez, consiguió tener una idea acerca de las verdaderas distancias de los planetas.

Gracias al telescopio, Marte se convirtió en algo más que un punto de luz. En 1659, Christian Huyghens observó una marca oscura triangular a la que llamó Syrtis Maior (es decir, «gran ciénaga»). Al seguir esta marca, pudo mostrar que Marte giraba sobre su eje en unas 24,5 horas. (La cifra actual es la de 24,623 horas). Al estar más alejado del Sol que la Tierra, Marte posee una órbita más larga y viaja con más lentitud bajo la atracción gravitatoria del Sol. Tarda 687 días terrestres (1,88 años terrestres) en completar una revolución, o 668,61 días marcianos.

Marte es el único planeta que sabemos que tiene un período de rotación muy parecido al de la Tierra. Y no sólo eso sino que, en 1781, William Herschel mostró que el eje marciano estaba inclinado de una forma muy semejante al de la Tierra. El eje terrestre posee una inclinación de 23,45 grados desde la vertical, por lo que el hemisferio Norte está en primavera y verano cuando el Polo Norte se inclina hacia el Sol, y en otoño e invierno cuando el Polo Norte se inclina hacia el otro lado, mientras que el hemisferio austral tiene las estaciones invertidas, a causa de que el Polo Sur se inclina apartado del Sol cuando el Polo Norte se inclina hacia él, y viceversa.

El eje de Marte tiene una inclinación de 25,17 grados en relación a la vertical, como Herschel expresó al observar de cerca la dirección en que las marcas de Marte se movían al girar el planeta. Así, Marte posee estaciones lo mismo que la Tierra, excepto que cada estación dura casi dos veces más que las de la Tierra y, naturalmente, son más frías.

En 1784 se mostró otra semejanza, cuando Herschel observó que Marte tiene casquetes de hielo en sus polos norte y sur. En conjunto, Marte es más parecido a la Tierra que cualquier otro mundo que hayamos observado en el firmamento. A

diferencia de la Luna y de Mercurio, Marte tiene una atmósfera (observada por primera vez por Herschel), pero no una atmósfera densa cargada de nubes como le ocurre a Venus.

La similaridad de Marte y la Tierra no se extiende a los satélites. La Tierra tiene un gran satélite, la Luna, pero Mercurio y Venus no poseen satélites en absoluto. También Marte pareció no tener satélites al principio. Por lo menos, más de dos siglos y medio de observación con telescopio no revelaron ninguno.

No obstante, en 1877, cuando Marte estaba realizando una de sus mayores aproximaciones a la Tierra, el astrónomo estadounidense Asaph Hall decidió investigar en las cercanías marcianas en busca de algún indicio de satélites. Dado que hasta entonces no se les había encontrado, creyó que debían de ser muy pequeños y hallarse muy cerca de Marte, con lo que, probablemente, los oscurecía la luz del planeta.

Noche tras noche, prosiguió sus observaciones y el 11 de agosto de 1877, decidió dejarlo. Su mujer, Angelina Stickney Hall, le urgió para que lo intentara una noche más, y en aquella noche en particular descubrió dos diminutos satélites cercanos a Marte. Los llamó Fobos y Deimos por el nombre de los hijos de Marte en la mitología. (Los nombres significan «miedo» y «terror», muy apropiados para los hijos del dios de la guerra.)

Pobos, el más interior de los dos satélites, se encuentra a tan sólo 9.585 kilómetros del centro de Marte y, por lo tanto, a 6.100 kilómetros por encima de la superficie marciana. Completa un giro alrededor de su pequeña órbita en 7,65 horas, o menos de una tercera parte del tiempo que emplea Marte en girar sobre su eje, por lo que mientras Pobos realiza su carrera, continuamente se adelanta respecto de la superficie de Marte. Por tanto, Pobos sale por el Oeste y se pone por el Este cuando se le observa desde Marte. Deimos, el más alejado de los dos satélites, se halla a más de 24.000 kilómetros del centro de Marte y completa una revolución en torno del planeta en 30,3 horas.

Como los satélites eran demasiado pequeños para mostrar algo más que unos puntos de luz con los mejores telescopios, durante un siglo después de su descubrimiento, no se supo nada más acerca de ellos, excepto su distancia desde Marte y sus tiempos de revolución. Dada la distancia y el movimiento de los satélites, resultó fácil calcular la fuerza del campo gravitatorio de Marte y, por ende, su masa. Marte demostró poseer casi exactamente una décima parte de la masa de la Tierra, y la gravedad de su superficie era sólo tres octavas partes de la de la Tierra. Una persona que pese 68 kilos en la Tierra, pesaría sólo 25,5 kilos en Marte.

Sin embargo, Marte es un mundo claramente más grande que la Luna. Posee 8,7 veces la masa de la Luna, y la gravedad en la superficie de Marte es 2,25 veces la de la Luna. Hablando *grosso modo,* Marte es en este aspecto algo intermedio entre la Luna y la Tierra. (Venus y Mercurio, al carecer de satélites, no puede calcularse su masa con tanta facilidad. Sabemos ahora que la masa de Venus es cuatro quintas partes de la de la Tierra, y la de Mercurio una octava parte. Mercurio, con tan sólo la mitad de la masa de Marte, es el más pequeño de los ocho planetas principales.)

Al conocer el tamaño y la masa de un mundo, podemos calcular con facilidad su densidad. Mercurio, Venus y la Tierra tienen todos densidades cinco veces superiores a la del agua: 5,48, 5,25 y 5,52, respectivamente. Son mucho más de lo esperable si tales mundos estuviesen formados sólo por sólida roca, y cada planeta, por lo tanto, se cree que posee un núcleo metálico. (Este tema será esbozado con mayores detalles en el capítulo siguiente.)

La Luna tiene una densidad de 3,34 veces la del agua y puede estar formada sólo por materiales rocosos. Marte es algo intermedio. Su densidad es de 3,93 veces la del agua, y es posible que posea un pequeño núcleo metálico.

El mapa de Marte

Resultó natural que los astrónomos intentasen trazar el mapa de Marte, bosquejar las pautas oscuras y luminosas y los lugares y rasgos de su superficie. Esto pudo hacerse bien respecto de la Luna, pero Marte, incluso en su momento más cercano, se halla 150 veces más alejado de nosotros que la Luna, y posee una tenue aunque oscurecedora atmósfera, de la que carece la Luna.

Sin embargo, en 1830, un astrónomo alemán, Wilhelm Beer, que había estado haciendo en detalle el mapa de la Luna, volvió su atención a Marte. Realizó el primer mapa de Marte que mostró una pauta de oscuridad y claridad. Dio por supuesto que las áreas oscuras debían de ser agua y las zonas claras tierra. El problema fue que otros astrónomos trataron también de hacer el mapa, y cada astrónomo consiguió uno diferente.

Sin embargo, el que tuvo más éxito de todos los cartógrafos de Marte fue Schiaparelli (que más tarde, y equivocadamente, fijó la rotación de Mercurio en ochenta y ocho días). En 1877, durante la máxima aproximación de Marte, que hizo posible que Hall descubriese sus dos satélites, Schiaparelli trazó un mapa de Marte que parecía muy diferente de cualquier otro que se hubiese realizado hasta entonces. Sin embargo, esta vez los astrónomos se mostraron de acuerdo. Los telescopios habían ido mejorando considerablemente, y ahora todos veían, más o menos, lo mismo que Schiaparelli, y el nuevo mapa de Marte duró cerca de un siglo. Para las diferentes regiones marcianas, Schiaparelli les dio nombres extraídos de la mitología y geografía de la antigua Grecia, Roma y Egipto.

Al observar Marte, Schiaparelli se fijó en que había unas delgadas líneas negras que conectaban las zonas oscuras más grandes de la misma forma que los estrechos o los canales conectan dos mares. Schiaparelli llamó a esas líneas *canales,* empleando la palabra italiana *canali* para este propósito, aunque en su vertiente de fenómeno natural, más que como una cosa artificial.

Las observaciones de Schiaparelli crearon al instante un nuevo interés hacia Marte. Durante mucho tiempo, se creyó que el planeta era muy parecido a la Tierra, aunque más pequeño y con un campo gravitatorio más débil. Marte no debía haber sido demasiado capaz de retener una gran atmósfera o gran parte de su agua, por lo que habría estado agonizando durante varios millones de años. Cualquier vida inteligente que hubiera evolucionado en Marte habría estado luchando contra la desecación.

A la gente le resultó fácil pensar que no sólo había vida inteligente en Marte, sino que también desplegaba una tecnología más avanzada que la nuestra. Los marcianos habrían construido canales artificiales para traer el agua desde los casquetes polares hasta sus granjas en las más templadas regiones ecuatoriales.

Otros astrónomos comenzaron a detectar los canales y el más entusiasta de éstos fue el norteamericano Percival Lowell. Hombre rico, abrió en 1894 un observatorio privado en Arizona. Allí, en el despejado y limpio aire del desierto, lejos de las luces de la ciudad, la visibilidad era excelente, y Lowell comenzó a trazar mapas con mucho mayor detalle que los de Schiaparelli. Llegado el momento, localizó más de 500 canales y escribió libros que popularizaron la noción de la vida en Marte.

En 1897, el escritor inglés de ciencia ficción Herbert George Wells, publicó una novela por entregas, *La guerra de los mundos,* en una popular revista, que acabó de difundir aún más esta noción. Cada vez más personas dieron por supuesto que existía vida en Marte, y el 30 de octubre de 1938, Orson Welles emitió una dramatización radiofónica de *La güeña de los mundos,* con los marcianos aterrizando en Nueva Jersey, de forma tan realista, que un buen número de personas, imaginándose que dicha emisión era en realidad un noticiario huyeron presas del pánico.

No obstante, muchos astrónomos negaron la realidad de los canales de Lowell. No podían ver dichos canales, y Maunder (que había sido el primero en describir los períodos de ausencia de manchas solares, o mínimos de Maunder), tuvo la idea de que

se debía tratar de ilusiones ópticas. En 1913, colocó unos círculos dentro de los cuales situó unos lugares manchados irregularmente y colocó a unos escolares a unas distancias en las que apenas podían ver qué había dentro de los círculos. Les pidió que dibujasen lo que veían y trazaron unas líneas rectas muy parecidas a los canales de Lowell.

Además, las siguientes observaciones parecieron disminuir el parecido de Marte con la Tierra. En 1926, dos astrónomos norteamericanos, William Weber Coblentz y Cari Otto Lampland, consiguieron tomar medidas de la temperatura superficial en Marte. Era mucho más fría de lo que se había creído. Durante el día, existía alguna indicación de que el ecuador marciano debía de ser bastante templado en la época del perihelio, cuando Marte se encontraba lo más cerca posible del Sol, pero las noches marcianas parecían ser en todas partes tan frías como la Antártida en sus lugares gélidos. La diferencia entre las temperaturas diurnas y nocturnas apuntaban a que la atmósfera de Marte era mucho más tenue de lo supuesto.

En 1947, el astrónomo neerlandés-norteamericano Gerard Peter Kuiper, al analizar la porción infrarroja de la luz que llegaba desde Marte, concluyó que la atmósfera marciana estaba formada sobre todo por dióxido de carbono. No encontró indicios de nitrógeno, oxígeno ni vapor de agua.

Así parecía muy limitada la posibilidad de formas de vida complejas en cualquier modo semejantes a las de la Tierra. Sin embargo, continuó la persistente creencia en una vegetación marciana e incluso en los canales marcianos.

Las sondas de Marte

Una vez los cohetes comenzaron a alzarse en la atmósfera terrestre y más allá, las esperanzas de solucionar un problema que ya tenía más de un siglo se alzó también con ellos.

La primera sonda con éxito a Marte, el *Mariner IV,* fue lanzada el 28 de noviembre de 1964. El 14 de julio de 1965, el *Mariner IV* pasó a 10.000 kilómetros de la superficie marciana. Mientras lo hacía, tomó una serie de 20 fotografías, que fueron convertidas en señales de radio, emitidas hacia la Tierra y convertidas allí de nuevo en fotografías. Y lo que las mismas mostraron fueron cráteres, sin ninguna señal de canales.

Cuando el *Mariner IV* pasó detrás de Marte, sus señales de radio, antes de desaparecer, atravesaron la atmósfera marciana, indicando que la misma era más tenue de lo que se había sospechado: con una densidad inferior a 1/100 de la terrestre.

El *Mariner VI* y el *Mariner VII,* unas sondas marcianas más sofisticadas, fueron lanzadas el 24 de febrero y el 27 de marzo de 1969, respectivamente. Pasaron a 3.500 kilómetros de la superficie marciana y, en total, mandaron a la Tierra 200 fotografías. Se fotografiaron amplias porciones de la superficie marciana, y se demostró que, aunque algunas regiones estaban densamente cubiertas de cráteres como la Luna, otras carecían relativamente de rasgos, e incluso otras eran un revoltijo y un caos. Al parecer, Marte posee un complejo desarrollo geológico.

Sin embargo, no había por ninguna parte indicios de canales, la atmósfera estaba formada por lo menos por un 95 % de dióxido de carbono y la temperatura era más baja de lo indicado por las mediciones de Coblentz y Lampland. Toda esperanza de vida inteligente en Marte —o ni siquiera de cualquier tipo de vida compleja— parecía haber desaparecido.

No obstante, quedaban muchas cosas por hacer. La siguiente sonda con éxito a Marte fue el *Mariner IX,* lanzado el 30 de mayo de 1971 y que, en lugar de llegar hasta el planeta, se puso en órbita en torno de él. Fue afortunado que lo hiciera así, pues a mitad de su viaje a Marte se alzó una tormenta de polvo en todo el planeta durante muchos meses, y las fotografías no hubieran descubierto más que una neblina. Una vez en órbita, la sonda aguardó a que pasara la tormenta, en diciembre la atmósfera

marciana se aclaró y la sonda comenzó a trabajar.

Trazó un mapa de Marte tan diáfano como el de la Luna y, al cabo de un siglo, el misterio de los canales quedó resuelto de una vez para siempre. No había canales. Los que habían sido «vistos», tal y como Maunder había insistido, no eran resultado más que de ilusiones ópticas. Todo se hallaba seco, y las zonas oscuras eran meramente desplazamientos de partículas de polvo, tal y como el astrónomo norteamericano Cari Sagan había sugerido un par de años antes.

La mitad del planeta, sobre todo su hemisferio sur, se hallaba lleno de cráteres al igual que la Luna. La otra mitad parecía tener los cráteres borrados por la acción volcánica, y algunas grandes montañas que eran con claridad volcanes (aunque tal vez llevaban mucho tiempo inactivos) fueron localizadas. La mayor de éstas fue denominada, en 1973, Monte Olimpo. Alcanza una altura de 25 kilómetros por encima del nivel general del suelo, y su cráter central tiene 65 kilómetros de anchura. Es, con mucho, más grande que cualquier otro volcán de la Tierra.

Existe una hendidura en la superficie de Marte, que pudo haber dado la ilusión de tratarse de un canal. Se trata de un amplio cañón, llamado en la actualidad Valles Marineris, y tiene 3.135 kilómetros de longitud, 512 kilómetros de anchura y unos 2 kilómetros de profundidad. Es 9 veces más largo, 14 veces más ancho y dos veces más profundo que el Gran Cañón del Colorado. Puede haber sido el resultado de la acción volcánica hace unos 200 millones de años.

Existían también otras marcas en Marte que discurrían a través de la superficie marciana con tributarios muy parecidos a lechos secos de ríos. Es posible que Marte sufra en la actualidad una era glacial, con toda el agua congelada en los casquetes polares y en el subsuelo. Hubo un tiempo, en un pasado razonablemente reciente, y existirá tal vez una época en un razonablemente cercano futuro, en que las condiciones mejorarán, aparecerá el agua en forma líquida y los ríos volverán a fluir una vez más. En ese caso, ¿existirían formas simples de vida aunque fuese precariamente en el suelo marciano?

Lo que se necesitaba era un aterrizaje suave en Marte. El *Viking I y* el *Viking II* fueron lanzados el 20 de agosto y el 9 de setiembre de 1975, respectivamente. El *Viking I* comenzó a orbitar Marte el 19 de junio de 1976 y mandó un *aterrizador,* que se posó con éxito en la superficie marciana el 20 de julio. Unas semanas después, el *Viking II* mandó otro mecanismo hacia una posición más al Norte.

Mientras atravesaban la atmósfera marciana, los mecanismos la analizaron y comprobaron que, además de dióxido de carbono, había un 2,7 % de nitrógeno y un 1,6 % de argón. Respecto del oxígeno, sólo se advirtieron trazas.

En la superficie, los aterrizadores comprobaron que la temperatura diurna máxima era de -29° C. No parecían existir posibilidades de que la temperatura superficial llegase nunca al punto de fusión del hielo en ninguna parte de Marte, lo que significaba que tampoco habría agua en ningún sitio. Era también demasiado frío para la vida, lo mismo que Venus es demasiado frío para cualquier cosa excepto para las formas más simples de vida. Resultaba tan frío que incluso el dióxido de carbono se helaba en las regiones más gélidas y, al parecer, los casquetes de hielo no eran más que dióxido de carbono parcialmente helado.

Los aterrizadores enviaron fotografías de la superficie marciana, y analizaron el suelo. Se comprobó que el suelo marciano era muy rico en hierro y más pobre en aluminio que el suelo de la Tierra. Un 80 % del suelo marciano está formado por una arcilla rica en hierro, y el hierro presente debe encontrarse en forma de *limonita,* un compuesto de hierro que es responsable del color de los ladrillos rojos. El color rojizo de marte, que suscitó el pavor en los seres humanos primitivos por su asociación con la sangre, no tiene nada que ver con ello. Marte es, simplemente, un mundo rojizo.

Lo más importante de todo, los aterrizadores estaban equipados con pequeños laboratorios químicos capaces de comprobar el suelo y ver si reaccionaba de tal forma

que evidenciase hallarse presentes células vivas. Se llevaron a cabo tres experimentos diferentes, y en ninguno se consiguieron resultados definidos. Al parecer, la vida podría concebiblemente existir, pero falta una auténtica certeza. Lo que hace que los científicos se muestren inseguros es que el análisis del suelo mostró que no existían cantidades detectables de compuestos orgánicos, es decir, el tipo de compuestos asociados con la vida. Simplemente, los científicos no están dispuestos a creer que la vida no orgánica pudiese estar presente, y la solución del problema tendrá que diferirse hasta que se posen unos mecanismos más elaborados en el suelo del planeta, o mejor aún, cuando los mismos seres humanos lleguen a Marte.

los satélites marcianos

Originariamente, no se había planeado que las sondas realizasen estudios detallados de los pequeños satélites marcianos, pero cuando el *Mariner IX* se puso en órbita, no se podían tomar fotografías en Marte a causa de la tormenta de arena, por lo que sus cámaras se dirigieron hacia los dos satélites. Las fotografías de los mismos mostraron que eran irregulares en su contorno. (Los objetos astronómicos, por lo general, se cree que son esferas, pero sólo es así si son lo bastante grandes y sus campos gravitatorios lo suficientemente fuertes para allanar las irregularidades más importantes). En realidad, cada satélite se parecía mucho en su forma a una patata asada e incluso poseían cráteres con un extraño parecido a los «ojos» de las patatas.

El diámetro de Pobos, el mayor de los dos, variaba de 21 a 28 kilómetros, y el de Deimos de 10 a 16,5 kilómetros. Eran simplemente montañas que volaban en torno a Marte. En cada caso, el diámetro mayor señalaba hacia Marte durante todo el tiempo, por lo que cada uno de ellos se halla gravitatoriamente trabado por Marte, lo mismo que la Luna por la Tierra.

Los dos cráteres mayores de Fobos se han llamado Hall y Stickney, en honor de su descubridor y de su mujer, que le urgió a intentarlo una noche más. A los dos cráteres mayores de Deimos se les ha impuesto el nombre de Voltaire y Swift: el primero, por el satírico francés, y al último, por Jonathan Swift, el satírico inglés, dado que ambos en sus obras de ficción habían imaginado que Marte tenía dos satélites.

JÚPITER

Júpiter, el quinto planeta desde el Sol, es el gigante del sistema planetario. Tiene un diámetro de 146.500 kilómetros, 11,2 veces el terrestre. Su masa es 318,4 veces la de la Tierra. En realidad, es el doble de masivo que todos los demás planetas juntos. Sin embargo, sigue siendo un pigmeo en comparación con el Sol, que posee una masa 1.040 veces mayor que la de Júpiter.

De promedio, Júpiter se encuentra a 797 millones de kilómetros del Sol, o 5,2 veces la distancia de la Tierra al Sol. Júpiter no se aproxima a nosotros más de 644 millones de kilómetros, incluso cuando él y la Tierra se encuentran en el mismo lado del Sol, y la luz solar que Júpiter recibe es sólo una vigésima séptima parte tan brillante que la que recibimos nosotros. Incluso así, dado su gran tamaño, brilla muy luminoso en nuestro cielo.

Su magnitud, en su momento más luminoso, es de -2,5, lo cual resulta considerablemente más brillante que cualquier otra estrella. Venus y Marte en su momento de mayor brillo pueden superar a Júpiter (Venus por un margen considerable). Por otra parte, Venus y Marte se encuentran a menudo muy apagados, cuando se mueven en la porción más alejada de sus órbitas. Júpiter, por otra parte, brilla muy tenuemente cuando se mueve lejos de la Tierra, puesto que su órbita es tan distante que apenas tiene importancia que se encuentre o no de nuestro lado. Por lo tanto, a menudo Júpiter es el objeto más brillante en el cielo, exceptuando al Sol y a la Luna (especialmente dado que puede vérsele en el firmamento durante toda la noche, mientras que Venus no puede hacerlo así), por lo que le cuadra muy bien el adjudicarle el nombre del rey de los dioses de la mitología grecorromana.

Satélites jovianos

Cuando Galileo construyó su primer telescopio y lo dirigió hacia el cielo, no desdeñó a Júpiter. El 7 de enero de 1610, estudió Júpiter y casi al instante se percató de que había tres chispitas cerca de él: dos en un lado y otra en la otra parte, todas en línea recta. Noche tras noche, siguió con Júpiter, y aquellos tres pequeños cuerpos seguían allí, con sus posiciones cambiando mientras oscilaban de un lado del planeta al otro. El 13 de enero, se percató de la presencia de un cuarto objeto.

Llegó a la conclusión de que los cuatro pequeños cuerpos giraban en torno de Júpiter, lo mismo que la Luna alrededor de la Tierra. Fueron los primeros objetos del Sistema Solar, invisibles al ojo desnudo, en ser descubiertos por el telescopio. Asimismo, constituían una prueba visible de la existencia de algunos cuerpos en el Sistema Solar que no giraban alrededor de la Tierra.

Kepler acuñó la palabra *satélite* para esos cuatro objetos, según una voz latina para la gente que sirve en el cortejo de algún hombre rico o poderoso. Desde entonces, los objetos que rodean a un planeta han sido llamados así. La Luna es el satélite de la Tierra, y el *Sputnik I* rué un satélite artificial.

Esos cuatro satélites de Júpiter fueron agrupados como *satélites galileanos.* Poco después del descubrimiento de Galileo, recibieron nombres individuales por parte de un astrónomo holandés, Simón Marius. Desde el exterior de Júpiter son ío, Europa, Ganimedes y Calisto, cada uno de ellos un nombre de alguien asociado con Júpiter (Zeus para los griegos) en los mitos.

Io, el más cercano de los galileanos, se encuentra a 432.000 kilómetros del centro de Júpiter, más o menos la distancia de la Luna desde el centro de la Tierra. Sin embargo, ío gira en torno de Júpiter en 1,77 días, y no en los 27,32 que la Luna necesita para girar en torno de la Tierra, ío se mueve con mucha mayor rapidez a causa de que se encuentra bajo la atracción gravitatoria de Júpiter que, como corresponde a la gran masa de Júpiter, es mucho más intensa que la de la Tierra. (Asimismo, se calcula la masa de Júpiter a través de la velocidad de ío.)

Europa, Ganimedes y Calisto, respectivamente, se encuentran a 688.000, 1.097.000 y 1.932.000 kilómetros de Júpiter, y giran en torno de él en 3,55 días, 7,46 días y 16,69 días. Júpiter y sus cuatro satélites galileanos constituyen una especie de sistema solar en miniatura, y su descubrimiento hizo mucho más creíble el esquema copernicano de los planetas.

Una vez los satélites hicieron posible determinar la masa de Júpiter, la gran sorpresa la constituyó que esta masa es demasiado baja. Debe de ser 318,4 mayor que la Tierra, pero su volumen es 1.400 veces el terrestre. Si Júpiter ocupa 1.400 veces más espacio que la Tierra, ¿por qué no posee 1.400 veces la masa de la Tierra y, por lo tanto, ser 1.400 veces más masivo? La respuesta es que cada parte de Júpiter posee una masa menor que la parte equivalente de la Tierra. La densidad de Júpiter es muy pequeña.

En realidad, la densidad de Júpiter es sólo 1,34 veces la del agua, o sólo 1,25 la densidad de la Tierra. De forma clara, Júpiter debe de estar compuesto por materiales menos densos que las rocas y los metales.

Los mismos satélites son comparables a nuestra Luna. Europa, el menor de los cuatro, tiene un diámetro de 3.200 kilómetros, un poco menor que el de la Luna, Io, con una anchura de 3.645 kilómetros, más o menos el de la Luna. Calisto y Ganimedes son cada uno de ellos mayores que la Luna. Calisto tiene un diámetro de 4.967 kilómetros, y Ganimedes de 5.380 kilómetros.

Ganimedes es en realidad el satélite mayor del Sistema Solar y posee una masa 2,5 veces superior a la de la Luna. En realidad, Ganimedes es claramente más grande que el planeta Mercurio, mientras Calisto tiene más o menos el tamaño de Mercurio. Éste último, no obstante, está compuesto por materiales más densos que Ganimedes, por lo que el gran cuerpo de Ganimedes tiene sólo las tres quintas partes de la masa de

Mercurio, ío y Europa, los dos satélites interiores, son casi tan densos como la Luna y deben estar formados por material rocoso. Ganimedes y Calisto poseen densidades muy parecidas a la de Júpiter y deben estar formados por materiales ligeros.

No resulta sorprendente que Júpiter tenga cuatro satélites grandes y la Tierra sólo uno, considerando lo grande que es el primero. En realidad, la sorpresa sería que Júpiter no tuviese más, o la Tierra aún menos.

Los cuatro satélites galileanos juntos tienen 6,2 veces la masa de la Luna, pero sólo 1/4.200 la masa de Júpiter, el planeta en torno del cual giran. La Luna en sí, posee un 1/81 de la masa de la Tierra, el planeta sobre el que gira.

Por lo general, los planetas tienen satélites pequeños en comparación consigo mismos, como le sucede a Júpiter. De los planetas pequeños, Venus y Mercurio carecen de satélites (aunque Venus sea casi del tamaño de la Tierra) y Marte tiene dos satélites, pero muy pequeños. El satélite de la Tierra es tan grande, que ambos cuerpos podrían casi considerarse como un planeta doble. (Hasta recientemente, se pensaba que la Tierra era algo único a este respecto, pero esto resultaba algo erróneo, como veremos más adelante en este capítulo.)

Durante casi tres siglos, después del descubrimiento de Galileo, no se descubrieron más satélites en Júpiter, aunque durante ese tiempo se descubrieron quince satélites en otros planetas.

Finalmente, en 1892, el astrónomo norteamericano Edvvard Emerson Barnard detectó una chispa de luz cerca de Júpiter, tan tenue que resultaba casi imposible verla entre el resplandor de la luz de Júpiter. Se trataba del quinto satélite de Júpiter y el último satélite en ser descubierto por la observación visual. Desde entonces, se han descubierto otros satélites gracias a las fotografías tomadas desde la Tierra o bien con ayuda de sondas.

El quinto satélite fue llamado Amaltea (por el nombre de una ninfa que se supone que crió a Zeus cuando era niño). Este nombre sólo se hizo oficial a partir de la década de 1970.

Amaltea se halla sólo a 185.000 kilómetros del centro de Júpiter y gira en torno del planeta en 11,95 horas. Está más cerca que cualquier otro de los satélites galileanos, una razón para que tardase tanto en descubrirse. La luz de Júpiter es cegadora a esa distancia. Por otra parte, su diámetro es de sólo 255 kilómetros, sólo un treintavo del galileano más pequeño y es, además, muy poco luminoso.

No obstante, Júpiter demostró tener otros satélites, incluso más pequeños que Amaltea y, por lo tanto, aún más apagados. La mayor parte de los mismos se hallan localizados muy lejos de Júpiter, más allá de la órbita de cualquiera de los galileanos. En el siglo XX, han sido detectados ocho de esos *satélites exteriores:* el primero en 1904, y el octavo en 1974. En ese tiempo, se les ha designado sólo con números romanos, en el orden de su descubrimiento, desde Júpiter VI a Júpiter XIII.

El astrónomo norteamericano Charles Dillon Perrine descubrió Júpiter VI en diciembre de 1904 y Júpiter VII en enero de 1905. Júpiter VI tiene unos 100 kilómetros de diámetro, y Júpiter VII sólo 35 kilómetros.

Júpiter VIII fue descubierto en 1908 por el astrónomo británico P. J. Melotte, mientras que el astrónomo norteamericano Seth B. Nicholson descubrió Júpiter IX en 1914, Júpiter X y Júpiter XI en 1938, y Júpiter XII en 1951. Estos últimos tienen cada uno 25 kilómetros de anchura.

Finalmente, el 10 de setiembre de 1974, el astrónomo estadounidense Charles T. Kowal descubrió Júpiter XIII, que sólo tiene unos 15 kilómetros de diámetro.

Esos satélites exteriores se dividen en dos grupos. Los cuatro interiores —VI, VII, XII y XIII— se hallan a unas distancias medias de Júpiter en las vecindades de los 12

millones de kilómetros, por lo que se hallan seis veces más lejos de Júpiter que Calisto (el galileano más exterior). Los otro cuatro exteriores, de promedio, están a unos 23 millones de kilómetros de Júpiter, por lo que se hallan dos veces más lejos que los cuatro interiores.

Los satélites galileanos giran todos en torno de Júpiter en el plano del ecuador del planeta, y casi exactamente en unas órbitas circulares. Esto es algo que cabía esperar y se debe al efecto de mareas de Júpiter (que discutiré luego en el capítulo siguiente) sobre los satélites. Si la órbita de un satélite no se encuentra en el plano ecuatorial (es decir, se halla *inclinada),* o si no es circular (o sea, es excéntrica), en ese caso el efecto de mareas, con el tiempo, atrae al satélite al plano orbital y convierte la órbita en circular.

Aunque el efecto de mareas es proporcional a la masa del objeto afectado, se debilita con rapidez a causa de la distancia y es inversamente proporcional al tamaño del objeto afectado. Por lo tanto, a pesar de su gran masa, Júpiter ejerce sólo un débil efecto de marea sobre los pequeños satélites exteriores. Así, aunque cuatro de ellos se encuentran aproximadamente a la misma distancia de Júpiter (de promedio), y los otros cuatro están más o menos a otra distancia, no existe un peligro inminente de colisiones. Con cada órbita diferentemente inclinada y excéntrica, ninguno llega a aproximarse al otro mientras gira en torno del planeta.

El grupo exterior de cuatro de esos satélites exteriores poseen órbitas inclinadas hasta cierto grado, que se han retorcido al revés, por así decirlo. Giran en torno de Júpiter de una forma retrógrada, moviéndose en el sentido de las agujas del reloj (tal y como se ven desde encima del polo norte de Júpiter), más bien que en sentido opuesto, como lo hacen los demás satélites de Júpiter.

Es posible que esos pequeños satélites exteriores sean asteroides capturados (cosa que discutiré más adelante en este capítulo) y, como tales, sus órbitas irregulares pueden deberse a que han formado parte del sistema de satélites de Júpiter desde hace relativamente poco tiempo —sólo desde su captura— y el efecto de marea les ha afectado menos tiempo para modificar sus órbitas. Además, es posible mostrar que es más fácil para un planeta capturar a un satélite si el satélite se aproxima de una forma en que se mueva en torno del planeta en órbita retrógrada.

El satélite que se aleja más de Júpiter es Júpiter VIII (en la actualidad llamado Pasifae, pues a los cuatro satélites exteriores se les ha dado nombres oficiales —algunos oscuros nombres mitológicos—). Su órbita es tan excéntrica que, en su punto más alejado, Pasifae se halla a 35 millones de kilómetros de Júpiter, unas 50 veces más lejos de lo que ha estado jamás la Luna respecto de la Tierra. Se trata del satélite conocido más alejado respecto del planeta en torno del que gira.

Júpiter IX (Sinope) tiene una levemente más larga distancia media que Pasifae, y por lo tanto tarda más tiempo en girar alrededor de Júpiter. Sinope da una vuelta a Júpiter en 785 días, o casi exactamente dos años y un mes. Ningún satélite conocido tiene un período de revolución tan largo.

forma y superficie de Júpiter

¿Y qué podemos decir del mismo Júpiter? En 1961, Cassini, al estudiar Júpiter con su telescopio, observó que no era un círculo de luz sino, más bien, una definida elipse. Esta observación significaba que, al ser tridimensional, Júpiter no era una esfera sino un esferoide achatado, es decir, parecido a una mandarina.

Esto resultaba asombroso dado que el Sol y la Luna (esta última, llena) son círculos perfectos de luz y parecen, por lo tanto, unas esferas perfectas. Sin embargo, la teoría de Newton (entonces por completo nueva) explicaba la situación perfectamente. Como veremos en el capítulo siguiente, una esfera *en rotación* cabe esperar que sea un esferoide achatado. La rotación origina que una esfera que gira se abulte en las regiones ecuatoriales y se achate en los polos y, cuanto más rápida sea la rotación, más extremo será el alejamiento de la esfericidad.

Por lo tanto, el diámetro de un punto en el ecuador respecto de otro punto en el otro lado (el diámetro ecuatorial), debe ser más largo que el diámetro desde el polo norte hasta el polo sur *(diámetro polar).* El diámetro ecuatorial de Júpiter, el diámetro usual dado en los libros de astronomía, es de 146.000 kilómetros, pero el diámetro polar es sólo de 137.000 kilómetros. La diferencia entre ambos es de 9.000 kilómetros (unos dos tercios del diámetro total de la Tierra), y esta diferencia dividida por el diámetro ecuatorial nos da una cifra conocida como *achatamiento.* El achatamiento de Júpiter es de 0,062 o, en fracción, más o menos una sexagésima parte.

Mercurio, Venus y nuestra Luna, que giran muy lentamente, no poseen achatamientos medibles. Mientras el Sol gira a moderada velocidad, su enorme atracción gravitatoria le impide abombarse demasiado y él, asimismo, carece de achatamiento medible. La Tierra rota moderadamente aprisa y tiene un pequeño achatamiento de 0,0033. Marte tiene también una moderada velocidad de rotación, y una atracción gravilatoria pequeña para que pueda abombarse, por lo que su achatamiento es de 0,0052.

Júpiter posee un achatamiento de cerca de diecinueve veces el de la Tierra, a pesar de una atracción gravitatoria niucho mayor: por lo tanto, cabe esperar que Júpiter gire con mucha mayor rapide/. sobre su eje. Y así es en efecto. El mismo Cassini, en 1965, siguió las marcas en la superficie de Júpiter mientras se movían de una forma fija por el globo, y observó que el período de rotación estaba por debajo de las 10 horas. (La cifra actual es de 9,85 horas, o dos quintos de un día terrestre.)

Aunque Júpiter posee un período rotacional mucho más breve que el de la Tierra, en realidad es mucho mayor que la Tierra. Un punto en el ecuador terrestre viaja más de 1.700 kilómetros en una hora y realiza un circuito completo en 24 horas. Un punto en el ecuador de Júpiter viaja 46.200 kilómetros en una hora y completa un circuito del planeta en 9,85 horas.

Las manchas observadas por Cassini (y por otros astrónomos después de él) están siempre cambiando y no es muy probable que formen parte de una superficie sólida. Lo que esos astrónomos estaban viendo era más parecido a una capa de nubes, como en el caso de Venus, y las manchas podrían ser varios sistemas de tormenta. También existen unas rayas paralelas al ecuador de Júpiter que deben ser el resultado de los vientos prevalentes. En su mayor parte, Júpiter es de color amarillo, mientras que las rayas coloreadas varían desde el naranja al castaño, con ocasionales trozos de blanco, azul o gris.

La marca más notable en la superficie de Júpiter fue vista en primer lugar por el científico inglés Robert Hooke, en 1664 y en 1672 Cassini realizó un bosquejo de Júpiter que mostraba esta marca como una gran mancha redonda. La mancha apareció en otros dibujos años después, pero no fue hasta 1878 cuando fue descrita dramáticamente por un astrónomo alemán, Ernest Wilhelm Tempel. En aquella ocasión le pareció del todo roja, y había sido ya conocida desde los griegos como la Mancha Roja. El color cambia con el tiempo y en ocasiones es tan pálida que la mancha a duras penas puede verse con un pobre telescopio. Es una zona oval de 49.000 kilómetros de longitud de Este a Oeste y de 13.000 kilómetros de Norte a Sur, tal y como se ve desde la Tierra.

Algunos astrónomos se han preguntado si la Gran Mancha Roja puede ser un vasto tornado. En realidad, Júpiter es tan grande y masivo que existe gran especulación respecto de que puede estar mucho más caliente que los otros planetas, lo suficiente caliente como para estar cerca del rojo blanco. La Gran Mancha Roja puede ser, en realidad, una región al rojo vivo. Sin embargo, aunque Júpiter debe ser indudablemente muy caliente en su interior, su superficie no lo está. En 1926, un astrónomo norteamericano, Donald Howard Menzel, mostró que la temperatura de Júpiter en la capa de nubes puede ser de -135° C.

la sustancia de Júpiter

A causa de su baja densidad, Júpiter debe de ser rico en materiales que sean menos densos que las rocas y los metales.

Los materiales más corrientes en el Universo en general son el hidrógeno y el helio. Los átomos de hidrógeno constituyen el 90 % de todos los átomos y los de helio constituyen el otro 9 %. Este hecho puede no ser sorprendente cuando se considera que los átomos de hidrógeno son los más simples que existen, con los átomos de helio como segundos más simples. De los átomos restantes, el carbono, el oxígeno, el nitrógeno, el neón y el azufre constituyen lo principal. Los átomos de hidrógeno y oxígeno se combinan para formar moléculas de agua; los átomos de hidrógeno y de carbono se combinan para formar moléculas de metano; los átomos de nitrógeno y de hidrógeno se combinan para formar moléculas de amoníaco.

La densidad de todas esas sustancias en condiciones ordinarias es igual o menor que la del agua. Bajo grandes presiones, como las que deben prevalecer en el interior de Júpiter, sus densidades deben ser mayores que la del agua. Si Júpiter está formado por tales sustancias, deben de ser las responsables de su baja densidad.

En 1932, un astrónomo alemán, Rupert Wildt, estudió la luz reflejada desde Júpiter y descubrió que se absorben ciertas longitudes de onda, exactamente aquellas longitudes de onda que deberían ser absorbidas por el amoníaco y por el metano. Razonó entonces que esas dos sustancias, por lo menos, se hallan presentes en la atmósfera de Júpiter.

En 1952, Júpiter estaba pasando por delante de la estrella Sigma de Aries, acontecimiento observado muy de cerca por dos astrónomos norteamericanos, William Alvin Baum y Arthur Dodd Code. Mientras la estrella se aproximaba a la esfera de Júpiter, su luz pasó a través de una tenue atmósfera situada por encima de la capa de nubes de Júpiter. Por la manera en que la luz quedó atenuada, fue posible mostrar que la atmósfera se componía principalmente de hidrógeno y helio. En 1963 los estudios de un astrónomo norteamericano, Hyron Spinrad, mostraron que también se hallaba presente el neón.

Todas esas sustancias son gases bajo las condiciones terrestres y, si componen una gran porción de la estructura de Júpiter, sería bastante justo llamarle a Júpiter un *gigante gaseoso.*

Las primeras sondas a Júpiter fueron el *Pioneer X y* el *Pioneer XI,* que fueron lanzadas el 2 de marzo de 1972 y el 5 de abril de 1973, respectivamente. El *Pioneer X* pasó a sólo 150.000 kilómetros por encima de la superficie visible de Júpiter el 3 de diciembre de 1973. El *Pioneer XI* pasó sólo a 40.000 kilómetros por encima del mismo un año después, el 2 de diciembre de 1974, pasando sobre el polo norte del planeta, que los seres humanos vieron así por primera vez.

El siguiente par de sondas, más avanzadas, fueron el *Voyager I y* el *Voyager 11* que, respectivamente, fueron lanzadas el 20 de agosto y el 5 de setiembre de 1977. Pasaron junto a Júpiter en marzo y julio de 1979.

Esas sondas confirmaron las primeras deducciones acerca de la atmósfera de Júpiter. Estaba formada en su gran parte por hidrógeno y helio, en una proporción de 10 a 1 (más o menos la situación del Universo en general). Los componentes no detectados desde la Tierra incluían etano y acetileno (ambos combinaciones de carbono e hidrógeno), agua, monóxido de carbono, fosfino y germanio.

Indudablemente, la atmósfera de Júpiter tiene una química muy complicada, y no sabremos lo suficiente acerca de ella hasta que una sonda sea enviada allí y logre sobrevivir el tiempo suficiente como para reenviar información. La Gran Mancha Roja es (como la mayoría de los astrónomos habían sospechado) un gigantesco (más o menos del tamaño de la Tierra) y permanente huracán.

Todo el planeta parece ser líquido. La temperatura se eleva con rapidez con la profundidad, y las presiones sirven para convertir el hidrógeno en un líquido al rojo vivo. En el centro, puede existir un núcleo al rojo blanco de hidrógeno metálico en forma sólida. Las condiciones en el profundo interior de Júpiter son demasiado extremas para que hasta ahora hayan podido repetirse en la Tierra, y pasará bastante

tiempo antes de realizar unas estimaciones firmes al respecto.

Las sondas de Júpiter

Las sondas de Júpiter tomaron fotografías bastante de cerca de los cuatro satélites galileanos, y por primera vez los ojos humanos los vieron como algo más que unos discos pequeños y sin rasgos.

Se consiguió una información más exacta acerca de su tamaño y masa reales. Sólo incluyeron unas correcciones menores, aunque Io, el galileano más interior, se descubrió que tenía una cuarta parte más de masa de lo que se había creído.

Ganimedes y Caliste, como podía haberse conjeturado por sus menores densidades, estaban compuestos por sustancias ligeras, tales como el agua. A la baja temperatura que cabía esperar de su distancia del Sol (y como cuerpos pequeños, sin el gran calor interno de Júpiter o incluso de la Tierra), sus sustancias se encuentran en forma sólida y, por lo tanto, podemos referirnos a ellos como *hielos.* Ambos satélites están sembrados de numerosos cráteres.

Los satélites pueden hallarse calentados por las influencias de mareas de Júpiter, que tienden a flexibilizar la sustancia de un satélite, creando calor por fricción. La influencia de mares decrece rápidamente a medida que se incrementa la distancia. Ganimedes y Calisto se encuentran lo bastante alejados de Júpiter para que el calor de marea sea insignificante, y permanecen helados.

Europa es el más próximo y estuvo bastante caliente en algún estadio primitivo de su historia como para recoger demasiado en forma de hielos o, si fue así, se fundieron, se vaporizaron y se perdieron en el espacio en el transcurso de esa historia. (Los campos gravitatorios de los satélites galileanos son demasiado pequeños para retener una atmósfera en presencia del calor de mareas.) Puede ser la falta de habilidad para recoger los exuberantes hielos, o para perderlos después de recogerlos, lo que hace a Europa y a ío tan distintamente pequeños en relación con Ganimedes y Calisto.

Europa ha retenido lo suficiente de los hielos para poseer un océano a nivel mundial (como Venus se cree que lo poseyó una vez). A la temperatura de Europa, el océano se encuentra en forma de un inmenso glaciar. Y lo que es más, este glaciar es notablemente liso (Europa es el mundo sólido más liso que los astrónomos hayan encontrado nunca), aunque se halla entreverado por delgadas y oscuras marcas que le hacen parecer notablemente igual a los mapas de Lowell del planeta Marte.

El hecho de que el glaciar sea liso y no perforado con cráteres le lleva a uno a suponer que debe estar sostenido por agua líquida, derretida por el calor de mareas. Los meteoritos (si son lo suficientemente grandes) pueden perforar la capa de hielo, pero el agua surgida se helaría, con lo que se cubriría la rotura. Los pequeños golpes pueden originar fisuras, que aparecerían y desaparecerían; asimismo, las fisuras podrían ser causadas por efectos de marea o por otros factores. No obstante, en conjunto la superficie permanecería lisa.

Io, el más interior de los galileanos, recibe el mayor calor de marea y, aparentemente, está del todo seco. Incluso antes de la llegada de las sondas, ya parecía intrigante. En 1974, el astrónomo norteamericano Robert Brown informó que Io está rodeado por una neblina amarilla de átomos de sodio. Asimismo, parece que viaja a través de una tenue neblina que llena toda su órbita, parecido al anillo que rodea a Júpiter, ío tiene que ser la fuente de la neblina, pero no se sabe cómo.

Las sondas *Pioneer* mostraron que, en realidad, Io tiene una tenue atmósfera de 1/20.000 de la densidad de la de la Tierra, y las sondas *Voyager* resolvieron el problema al tomar fotografías que mostraron que Io posee volcanes en actividad. Son los únicos volcanes activos que se sepa que existen, aparte de los de la Tierra. Al parecer, regiones de rocas fundidas (calentadas por la acción de marea de Júpiter) se encuentran debajo de la superficie de Io y, en diversos lugares, han irrumpido a través de la corteza en chorros de sodio y azufre, apareciendo en la atmósfera y el anillo

orbital de Io. La superficie de este satélite está endurecida con azufre, lo que le confiere un color amarillocastaño. Io no es rico en cráteres, dado que los mismos han sido rellenados con material volcánico. Sólo unas cuantas marcas oscuras indican los cráteres demasiado recientes para haber podido ser rellenados.

Dentro de la órbita de Io se encuentra el satélite Amaltea, que no puede verse desde la Tierra sino como algo más que un punto de luz. Las sondas *Voyager* mostraron que Amaltea era un cuerpo irregular, parecido a los dos satélites de Marte, pero mucho mayor. El diámetro de Amaltea varía desde 272 a 143 kilómetros.

Tres satélites adicionales han sido descubiertos, cada uno de ellos más cerca de Júpiter que Amaltea, y todos considerablemente más pequeños que Amaltea. Son los Júpiter XIV, Júpiter XV y Júpiter XVI, y tienen unos diámetros estimados en 25, 80 y 45 kilómetros, respectivamente. Bajo las actuales condiciones, ninguno de esos satélites puede ser visto desde la Tierra, considerando su tamaño y su proximidad al resplandor de Júpiter.

Júpiter XVI es el más cercano a Júpiter, a una distancia de sólo 132.000 kilómetros de su centro, es decir, a sólo 60.000 kilómetros por encima de su nubosa superficie. Gira en torno de Júpiter en 7,07 horas. Júpiter XV es sólo levemente más rápido y completa una órbita en 7,13 horas. Ambos se mueven más de prisa en torno de Júpiter de lo que gira sobre su eje, y, si pueden observarse desde la capa de nubes de Júpiter, parecerían (como es el caso de Pobos visto desde Marte) alzarse por el Oeste y ponerse por el Este.

Dentro de la órbita del satélite más interior, existen restos que muestran un tenue y esparcido anillo de restos y piezas que rodean Júpiter. Todo esto es demasiado tenue y esparcido para poder verse desde la Tierra de una forma ordinaria.

SATURNO

Saturno era el planeta más distante conocido por los antiguos, pues, a pesar de su distancia, brilla con considerable resplandor. En su momento más luminoso tiene una magnitud de -0,75, y es más brillante que cualquier estrella, excepción hecha de Sirio. También es más brillante que Mercurio y, en cualquier caso, más fácil de observar a causa de que, al encontrarse más lejos del Sol que nosotros, no necesita permanecer en sus proximidades sino que brilla en el firmamento de medianoche.

Su distancia media del Sol es de 1.643 millones de kilómetros, lo que le hace 1-5/6 más lejano del Sol que Júpiter. Gira en torno el Sol en 29,458 años, en comparación con el período de revolución de 11,682 años para Júpiter. El año saturniano es, por tanto, 2,5 veces más prolongado que el año joviano.

En muchos aspectos, Saturno desempeña el papel de segundo violinista en relación a Júpiter. Por ejemplo, en tamaño es el segundo planeta mayor después de Júpiter. Su diámetro ecuatorial es de 124.000 kilómetros, sólo un 5/6 del de Júpiter. Es este tamaño menor, junto con su mayor distancia, lo que hace que la luz solar le bañe con la mitad de intensidad de como lo hace en Júpiter, convirtiéndolo en mucho menos luminoso que Júpiter. Por otra parte, Saturno es aún lo suficientemente grande como para llevar a cabo una respetable exhibición.

La masa de Saturno es 95,1 veces la de la Tierra, haciendo de él el segundo planeta más masivo después de Júpiter. Su masa es sólo tres décimas partes de la de Júpiter y, sin embargo, su volumen es seis décimos del de Júpiter.

Al tener tan pequeña masa en tan gran volumen, la densidad de Saturno debe de ser muy baja, y asimismo es el menos denso de los objetos que conocemos en el Sistema Solar, teniendo, en conjunto, una densidad de sólo 0,7 en relación a la del agua. Si imaginásemos a Saturno envuelto en plástico, para impedir que se disolviese o dispersase, y si pudiésemos encontrar un océano lo suficientemente grande, y colocásemos a Saturno en el océano, flotaría en el mismo. Presumiblemente, Saturno está formado por un material que es aún más rico en hidrógeno muy ligero, y muy

pobre en todo lo demás, en relación a Júpiter. Así, pues, la débil gravedad de Saturno no puede comprimir la sustancia que lo compone de una forma tan rígida como Júpiter comprime la suya.

Saturno gira con gran rapidez, pero, aunque es un cuerpo algo menor, no gira con tanta rapidez como Júpiter. Saturno da vueltas sobre su eje en 10,67 días, por lo que su día es un 8 % mayor que el de Júpiter.

Y aunque Saturno gira más lentamente que Júpiter, las capas exteriores de Saturno son menos densas que las de Júpiter, y tiene una atracción gravitatoria menor para retenerlas. Como resultado de todo ello, Saturno presenta un abombamiento ecuatorial más grande y es el objeto más achatado del Sistema Solar. Su achatamiento es de 0,102: es decir, 1,6 veces más achatado que Júpiter y 30 veces más que la Tierra. Aunque el diámetro ecuatorial de Saturno es de 123.000 kilómetros, su diámetro polar es sólo de 111.000 kilómetros. La diferencia es de 12.000 kilómetros, casi el diámetro total de la Tierra.

Los anillos de Saturno

En otros aspectos, Saturno también es un caso único, y de una unicidad de lo más hermosa. Cuando Galileo miró por primera vez a Saturno a través de su primitivo telescopio, le pareció que tenía una forma rara, como si su esfera estuviese flanqueada por dos pequeños globos. Continuó observando, pero los dos globos se hicieron cada vez más difíciles de ver y, hacia fines de 1612, ambos desaparecieron.

Otros astrónomos también habían informado de algo peculiar en conexión con Saturno, pero no fue hasta 1656 cuando Christian Huygens interpretó el asunto correctamente. Informó de que Saturno estaba rodeado por un tenue y brillante anillo que no le tocaba en ningún punto.

El eje de rotación de Saturno está inclinado como el de la Tierra. La inclinación axial de Saturno es de 26,73 grados en comparación con los 23,45 grados de la Tierra. Los anillos de Saturno se encuentran en su plano ecuatorial, por lo que se hallan inclinados respecto del Sol (y de nosotros). Cuando Saturno se encuentra en un extremo de su órbita, miramos por encima del lado más cercano de su anillo, mientras que el lado más alejado permanece oculto. Cuando Saturno se encuentra en el otro extremo de su órbita, lo vemos por debajo hacia el lado más cercano del anillo, mientras el lado más alejado permanece oculto. Saturno emplea 14 años en ir de un extremo de su órbita al otro. Durante ese tiempo, el anillo deriva lentamente desde el extremo inferior al superior. A mitad del recorrido, el anillo está exactamente a la mitad, y los vemos de perfil. Luego, durante la otra parte de su órbita, cuando Saturno viaja desde el otro lado hasta el punto de inicio, el anillo deriva lentamente de arriba abajo de nuevo; y a medio camino, lo vemos otra vez de perfil. Dos veces en cada órbita de Saturno, o cada catorce años y un poco más, el anillo es visto de canto. El anillo es tan tenue que, en los momentos en que se halla de perfil, simplemente desaparece. Ésa fue la situación que tenía cuando lo observó Galileo a finales de 1612, y, contrariado (según cuentan), no volvió a mirar más hacia Saturno...

En 1675, Cassini se percató de que el anillo de Saturno no era una curva continua de luz. Había una línea oscura a todo lo largo del anillo, dividiéndolo en una sección exterior y otra interior. La sección exterior es más estrecha y no tan brillante como la interior. Al parecer, se trataba de dos anillos, uno dentro del otro; y desde entonces los anillos de Saturno han sido llamados así siempre en plural. A la línea oscura se la denomina ahora División de Cassini.

El astrónomo germanorruso Friedrich G. W. von Strove, denominó al anillo exterior Anillo A, en 1826, y al otro interior Anillo B. En 1850, un astrónomo norteamericano, William Cranch Bond, informó de un tenue anillo más cercano a Saturno que el Anillo B.

No hay nada parecido a los anillos de Saturno en ninguna parte del Sistema Solar o, pongamos por caso, en cualquier otro lugar en que podamos mirar con nuestros

instrumentos. En realidad, sabemos que existe un tenue anillo de materia en tomo de Júpiter, y es posible que en cualquier planeta gigante gaseoso, como Júpiter o Saturno, pueda haber un anillo de restos cerca de él. No obstante, aunque el anillo de Júpiter sea típico, no está formado más que por cosas pobres y endebles, mientras que el sistema de anillos de Saturno constituye algo magnífico. De un extremo a otro del sistema de anillos de Saturno, tal y como se ven desde la Tierra, se extienden a una distancia de 275.000 kilómetros. Se trata de 1721 veces la anchura de la Tierra y, en realidad, es casi dos veces el diámetro de Júpiter.

¿Qué son los anillos de Saturno? Cassini pensó que se trataba de objetos lisos y sólidos, al igual que delgados tejos. En 1785, Laplace (que más tarde avanzaría la hipótesis de la nebulosa), señaló que las diferentes partes de los anillos se encontraban a distintas distancias del centro de Saturno, y que se hallarían sometidas a diferentes grados de atracción por parte del campo gravitatorio de Saturno. Tal diferencia en atracción gravitatoria la constituye el efecto de marea que ya he mencionado antes y que tendería a romper el anillo. Laplace creía que los anillos serían una serie de anillos muy tenues colocados tan cerca uno del otro que parecerían soldados desde la distancia de la Tierra.

Sin embargo, en 1855, Maxwell (que más tarde predeciría la existencia de una ancha banda de radiación electromagnética), mostró que esta sugerencia no era suficiente. La única forma en que los anillos pudiesen resistir la disrupción por el efecto de marea, sería que consistiesen en unas partículas relativamente pequeñas, de incontrolables meteoritos distribuidos por Saturno, de tal forma que diese la impresión de tratarse de unos anillos sólidos dada la distancia desde la Tierra.

Ya no ha habido dudas desde que Maxwell fuese corregido en esta hipótesis.

Trabajando sobre el asunto de los efectos de marea de otra forma, un astrónomo francés, Édouard Roche, mostró que cualquier cuerpo sólido que se aproximase a otro cuerpo considerablemente mayor, sufriría unas poderosas fuerzas de marea que, eventualmente, lo destrozarían en fragmentos. La distancia a la que el cuerpo menor resultaría destrozado es el *límite de Roche y,* por lo general, se le adjudica la cantidad de 2,44 veces *el radio ecuatorial* (la distancia desde el centro a un punto en el ecuador) del cuerpo más grande.

Así, el límite de Roche es 2,44 veces el radio ecuatorial del planeta de 62.205 kilómetros (la mitad del diámetro ecuatorial), es decir, 151.780 kilómetros. El borde exterior del Anillo A se encuentra a 139.425 kilómetros del centro de Saturno, por lo que todo el sistema de anillos se encuentra dentro del límite de Roche. (Los anillos de Júpiter se encuentran también dentro del límite de Roche.)

Aparentemente, los anillos de Saturno representan restos que nunca acabaron de constituirse en un satélite (como los restos más allá del límite de Roche harían, y al parecer han hecho) o formaban parte de un satélite que se aventuró demasiado cerca por alguna razón y fue hecho añicos. De una forma u otra, siguen siendo una colección de pequeños cuerpos. (El efecto de marea disminuye a medida que el cuerpo afectado se hace más pequeño: en un punto dado, los fragmentos son tan pequeños que la posterior fragmentación se detiene, excepto tal vez a través de la colisión ocasional de dos cuerpos pequeños. Según algunas estimaciones, si el material de los anillos de Saturno se recogiera en un solo cuerpo, el resultado sería una esfera levemente mayor que nuestra Luna.)

Los satélites de Saturno

Además de los anillos, Saturno, como Júpiter, tiene una familia de satélites. Un satélite saturniano fue descubierto por primera vez por Huyghens, en 1656, el mismo año en que él mismo descubrió los anillos. Dos siglos después, el satélite recibió el nombre de Titán, que era la clase de deidad a la que Saturno (Cronos) pertenecía en los mitos griegos. Titán es un gran cuerpo, casi (pero no del todo) del tamaño de Ganimedes. Además, es menos denso que Ganimedes, por lo que la discrepancia en la masa es aún mayor. No obstante, es el segundo mayor satélite conocido del Sistema Solar, si se

toma como criterio el diámetro o la masa.

En un aspecto, Titán (hasta ahora) está a la cabeza de la clase. Más lejos del Sol, y por lo tanto más frío, que los satélites de Júpiter, es más capaz de contener las moléculas de gas, que se han vuelto más lentas a causa del frío, a pesar de su pequeña gravedad superficial. En 1944, el astrónomo neerlandés-norteamericano, Gerard Kuiper, pudo detectar una innegable atmósfera en Titán, y descubrió que contenía metano. Las moléculas de metano están formadas por 1 átomo de carbono y 4 átomos de hidrógeno (CH_4), y es el principal constituyente del gas natural en la Tierra.

En el momento del descubrimiento de Titán, se conocían otros cinco satélites en total: la Luna y los cuatro satélites galileanos de Júpiter. Todos eran más o menos del mismo tamaño, mucho más similares en tamaño que los planetas conocidos. Sin embargo, entre 1671 y 1684 Cassini descubrió no menos de cuatro satélites adicionales de Saturno, cada uno de ellos con un diámetro considerablemente menor que Europa, el más pequeño de los galileanos. Los diámetros iban desde 1.485 kilómetros para el mayor de los descubiertos por Cassini (conocido ahora como Japeto), a los 1.075 kilómetros de Tetis. A partir de este momento, se comprendió que los satélites podían ser muy pequeños.

A fines del siglo XIX, se conocían ya nueve satélites de Saturno. El último de los nueve descubiertos fue Febe, detectado en primer lugar por el astrónomo norteamericano William Henry Pickering. Es con mucho el más alejado de los satélites y se encuentra a una distancia promedia de Saturno de Í3 millones de kilómetros. Gira en torno de Saturno en 549 días, en dirección retrógrada. Es también el menor de los satélites (de ahí su tardío descubrimiento, puesto que el ser diminuto implica asimismo el tener poca luz), con un diámetro de unos 200 kilómetros.

Entre 1979 y 1981, tres sondas, que previamente habían pasado a Júpiter —*Pioneer XI, Voyager I y Voyager II*—, ofrecieron una visión cercana del mismo Saturno, sus anillos y sus satélites.

Naturalmente, Titán era un blanco de primera clase a causa de su atmósfera. Algunas señales de radio desde el *Voyager I* pasaron rozando la atmósfera de Titán en su viaje hacia la Tierra. Alguna señal de energía fue absorbida, y a partir de los detalles de esta absorción, se calculó que la atmósfera de Titán era inesperadamente densa. A partir de la cantidad de metano detectado desde la Tierra, se pensó que Titán debía de tener una atmósfera tan densa como la de Marte. No fue así. Era 150 veces más densa que la atmósfera marciana, e incluso era, tal vez, 1,5 veces más densa que la de la Tierra.

La razón para esas cifras sorprendentes fue que sólo el metano había sido detectado desde la Tierra, y si hubiera sido el único constituyente de la atmósfera de Titán, la atmósfera hubiera sido tenue. Sin embargo, el metano constituye sólo el 2 % de la atmósfera de Titán, y el resto es nitrógeno, un gas difícil de detectar por sus características de absorción.

La densa atmósfera de Titán está llena de niebla, y no ha sido posible ver la superficie sólida. Sin embargo, esta niebla también tiene mucho interés. El metano es una molécula que puede *polinterizarse* fácilmente, es decir, combinarse consigo misma para lormar moléculas mayores. Así, los científicos se ven libres para especular que en Titán puede haber océanos o unos sedimentos constituidos por unas más bien complicadas moléculas que contienen carbono. En realidad, podemos incluso divertirnos con la posibilidad de que Titán esté forrado de asfalto, con afloramientos de gasolina solidificada, estando salpicado de lagos de metano y de etano. Los otros satélites satumianos se hallan, como cabía esperar, llenos de cráteres. Mimas, el más interior de los nueve satélites, tiene uno tan grande (considerando el tamaño del satélite) que el impacto que produjo debió casi hacer añicos el mundo.

Encelado, el segundo de los nueve, es, no obstante, comparativamente liso y puede haber quedado parcialmente fundido a causa de la marea de calor. Hiperión es el menos esférico y tiene un diámetro que varía de 115 a 198 kilómetros. Tiene más bien la forma de los satélites marcianos, pero, naturalmente, es mucho más grande, lo

suficientemente grande como para suponer que debió de ser razonablemente esférico como resultado de su propia atracción gravitatoria. Tal vez se haya fracturado recientemente.

Japeto, desde su descubrimiento original en 1761, ha poseído su peculiaridad, al ser cinco veces más brillante cuando se encuentra al oeste de Saturno que cuando está en el este. Dado que Japeto siempre conserva una cara vuelta hacia Saturno, vemos un hemisferio cuando está en un lado de Saturno, y el otro hemisferio cuando se encuentra al otro lado. La suposición natural fue que un hemisferio debía reflejar la luz del Sol con cinco veces mayor eficiencia que la otra. Las fotografías del *Voyager I* confirmaron esta suposición. Japeto es luminoso y oscuro, como si un lado estuviese helado y el otro revestido de polvo oscuro. Pero no se conoce la razón de esta diferencia.

Las sondas de Saturno han tenido éxito al encontrar ocho pequeños satélites que eran demasiado pequeños para detectarse desde la Tierra, elevando el número total de satélites saturnianos hasta los diecisiete. De esos ocho nuevos satélites, cinco se hallan más cerca de Saturno que Mimas. El más cercano de esos satélites se encuentra a sólo 140.000 kilómetros del centro de Saturno (a 75.000 kilómetros por encima de la cobertura nubosa de Saturno) y gira en torno el planeta en 14,43 horas.

Dos satélites que se encuentran en el interior de la órbita de Mimas tienen la desacostumbrada propiedad de ser *co-orbitales,* es decir, de compartir la misma órbita, persiguiéndose el uno al otro interminablemente alrededor de Saturno. Constituyó el primer ejemplo conocido de tales satélites co-orbitales. Se encuentran a una distancia de 155.000 kilómetros del centro de Saturno y giran en torno del planeta en 16,68 horas. En 1967, un astrónomo francés, Audouin Doll-fus, informó de un satélite en el interior de la órbita de Mimas y le llamó Jano. Probablemente, éste fue el resultado de avistar uno u otro de los satélites intra-Mimas, ocultando erróneos datos orbitales porque algunos diferentes han sido observados en momentos distintos. Jano ya no está incluido en la lista de satélites de Saturno.

Los tres restantes satélites recientemente descubiertos también representan unas situaciones sin precedentes. El satélite mejor conocido, Dione, uno de los descubrimientos de Cassini, se descubrió que tenía un diminuto compañero co-orbital. Dado que Dione tiene un diámetro de 1.150 kilómetros, el compañero (Dione B) posee un diámetro de sólo 35 kilómetros. Dione B, al girar en torno de Saturno, permanece en un punto 60 grados por delante de Dione. Como resultado de ello, Saturno, Dione y Dione B son siempre los vértices de un triángulo equilátero. A esto se le denomina *situación troyana* por razones que explicaré más adelante.

Una situación así, sólo es posible cuando el tercer cuerpo es mucho menor que los dos primeros, y tiene lugar si el cuerpo menor se encuentra a 60 grados por delante o por detrás del cuerpo mayor. Por delante, se halla en la posición L-4, por detrás, en la posición L-5. Dione B se halla en la posición L-4 (la *L* es por el astrónomo italofrancés Joseph Louis Lagrange que, en 1772, elaboró el hecho de que una configuración así es gravitatoriamente estable.)

Luego está Tetis, otro de los satélites de Cassini. Tiene dos compañeros coorbitales: Tetis B, en posición L-4, y Tetis C, en posición L-5.

De una forma clara, la familia de satélites saturnianos es la más rica y la más compleja en el Sistema Solar, por lo que conocemos hasta ahora.

Los anillos de Saturno son también mucho más complejos de lo que se había creído. Vistos de cerca, consisten en centenares, tal vez incluso millares, de pequeños anillos, que se parecen a los surcos de un disco fonográfico. En algunos lugares, unas rayas negras aparecen en los ángulos rectos de los anillos, como radios en una rueda. Asimismo, un débil anillo más exterior parece consistir en tres anillos entrelazados. Nada de todo esto ha podido explicarse hasta ahora, aunque la creencia general es que una correcta explicación gravitatoria debe verse complicada por efectos eléctricos.

LOS PLANETAS EXTERIORES

En los tiempos anteriores al telescopio, Saturno era el planeta conocido más alejado, y el que se movía con mayor lentitud. Era asimismo el más apagado, pero seguía siendo un objeto de primera magnitud. Durante miles de años después del reconocimiento de que existían los planetas, no pareció haber especulaciones respecto de la posibilidad de que hubiese planetas tan distantes y, por ello, demasiado poco luminosos para ser visibles.

Urano

Incluso después de que Galileo demostrase que existían miríadas de estrellas con demasiada poca luz para ser vistas sin telescopio, la posibilidad de planetas poco luminosos no armó mucho revuelo.

Y luego, el 13 de marzo de 1781, William Herschel (que aún no era famoso), comenzó a realizar mediciones de las posiciones de las estrellas y, en la constelación de Géminis, se encontró mirando a un objeto que no era un punto de luz, sino que en vez de ello presentaba un pequeño disco. Al principio, dio por supuesto que se trataba de un cometa distante, puesto que los cometas eran los únicos objetos, aparte de los planetas, que se mostraban en forma de disco bajo la observación telescópica. Sin embargo, los cometas son nebulosos y este objeto mostraba bordes aguzados. Además, se movía contra el fondo de estrellas más lentamente que Saturno e incluso estaba más alejado. Se trataba de un planeta distante, mucho más alejado que Saturno, y mucho menos luminoso. El planeta, llegado el momento, se denominó Urano (en griego *Ouranos),* por el dios de los cielos y padre de Saturno (Cronos) en la mitología griega.

Urano se encuentra a 2.942.000.000 de kilómetros del Sol de promedio, y está así exactamente dos veces más alejado del Sol que Saturno. Además, Urano es más pequeño que Saturno, con un diámetro de 54.000 kilómetros. Esto equivale a cuatro veces el diámetro de la Tierra, y Urano es un gigante gaseoso como Júpiter y Saturno, pero mucho más pequeño que estos otros dos planetas. Su masa es 14,5 mayor que la de la Tierra, pero sólo 1/6,6 en relación a Saturno y 1/22 respecto de Júpiter.

A causa de su distancia y de su relativamente pequeño tamaño, Urano es mucho menos luminoso en apariencia que Júpiter y Saturno. Sin embargo, no es totalmente invisible para el ojo desnudo. Si se mira en el lugar adecuado, en una noche oscura, Urano es visible como una estrella muy débil, incluso sin ayuda de un telescopio.

¿Por qué no fue detectado por los astrónomos, incluso en los tiempos de la Antigüedad? Indudablemente lo hicieron, pero una estrella muy poco luminosa no atrajo su atención, cuando se daba por supuesto que los planetas que eran muy brillantes. Y aunque lo hubiesen contemplado en noches sucesivas, su movimiento es tan pequeño que su cambio de posición pasaría inadvertido. Y lo que es más, los primitivos telescopios no eran muy buenos y, cuando se les apuntaba en la dirección correcta, no mostraban con claridad el pequeño disco de Urano.

De todos modos, en 1690, el astrónomo inglés John Flamsteed enumeró una estrella en la constelación del Toro y le dio el nombre de 34 del Toro. Más tarde, los astrónomos no pudieron localizar esa estrella, pero, una vez Urano fue descubierto y su órbita elaborada, un cálculo hacia atrás mostró que se encontraba en el lugar que había informado Flamsteed que se hallaba 34 del Toro. Y medio siglo después, el astrónomo francés Fierre Charles Lemonnier vio a Urano en trece diferentes ocasiones y lo registró en trece lugares distintos, imaginándose que había visto en realidad trece estrellas.

Existen informes conflictivos acerca de su período de rotación. Las cifras usuales son las de 10,82 horas, pero, en 1977, se ha alegado que ese período es de 25 horas. Probablemente no estaremos seguros hasta que recibamos datos de las sondas.

Una certidumbre acerca de la rotación de Urano versa respecto de su inclinación axial.

El eje está inclinado en un ángulo de 98 grados, o exactamente un poco más que un ángulo recto. Así, Urano, mientras gira en torno del Sol una vez cada ochenta y cuatro años, parece estar rodando sobre un lado, y cada polo se halla expuesto a una iluminación continua durante cuarenta y dos años, y luego a una noche continua durante otros cuarenta y dos años.

A la distancia de Urano del Sol, eso significa una escasa diferencia. No obstante, si la Tierra girase de esa forma, las estaciones serían tan extremadas que es dudoso que la vida hubiera llegado a desarrollarse alguna vez en nuestro planeta.

Tras el descubrimiento de Urano por parte de Herschel, se mantuvo observándolo a intervalos y, en 1787, detectó dos satélites, a los que llegado el momento llamó Titania y Oberón. En 1851, el astrónomo inglés William Lassel descubrió otros dos satélites, más cerca del planeta, a los que se les puso los nombres de Ariel y Umbriel. Finalmente, en 1948, Kuiper detectó un quinto satélite, más cerca aún: se trata de Miranda.

Todos los satélites de Urano giran en torno de él en el plano de su ecuador, por lo que no sólo el planeta, sino todo el sistema de satélites parece girar sobre su lado. Los satélites se mueven al norte y sur del planeta, más bien que de este a oeste como es usual.

Los satélites de Urano están bastante cerca del planeta. No existe ninguno distante (por lo menos, según podemos ver). El más alejado de los cinco conocidos es Oberón, que se halla a 600.000 kilómetros del centro de Urano, sólo media vez más de la Luna respecto de nuestra Tierra. Miranda se halla a 133.000 kilómetros del centro de Urano.

Ninguno de los satélites es grande, de la forma en que les ocurre a los satélites galileanos, a Titán o a la Luna. El mayor es Oberón, que tiene unos 1.600 kilómetros de diámetro, mientras que el más pequeño es Miranda con un diámetro de sólo 250 kilómetros.

Durante mucho tiempo no pareció haber nada de particularmente excitante en el sistema de satélites de Urano, pero luego, en 1973, un astrónomo británico, Cordón Tayler, calculó que Urano se movía enfrente de una estrella de novena magnitud, la SA0158687. Este suceso excitó a los astrónomos puesto que, mientras Urano pasaba por delante de la estrella, habría un período, poco antes de que la estrella quedase oscurecida, en que la luz atravesaría la atmósfera superior del planeta. Una vez más, cuando la estrella saliese de detrás del planeta, atravesaría su atmósfera superior. El hecho de que la luz de la estrella pasase a través de la atmósfera podría decirles algo a los astrónomos acerca de la temperatura, la presión y la composición de la atmósfera de Urano. La *ocultación* se calculó que tendría lugar el 10 de marzo de 1977. A fin de observarla, aquella noche un astrónomo norteamericano, James L. Elliot, y varios colaboradores, se encontraban en un avión que les llevó más arriba de los distorsionantes y oscurecientes efectos de la atmósfera inferior.

Antes de que Urano alcanzase la estrella, la luz de ésta brilló de repente muy apagada durante unos 7 segundos, y luego se iluminó de nuevo. Mientras Urano continuaba aproximándose, ocurrieron cuatro breves períodos más de atenuación de la luz de 1 segundo cada uno. Cuando la estrella emergió por el otro lado, se produjeron los mismos episodios de apagamiento, aunque en orden inverso. La única forma de explicar este fenómeno era suponer que existían unos tenues anillos de material en torno de Urano, anillos de ordinario no visibles desde la Tierra por ser demasiado tenues, muy esparcidos y harto oscuros.

Cuidadosas observaciones de Urano durante la ocultación de otras estrellas, tales como una el 10 de abril de 1978, mostraron un total de nueve anillos. El más interior se encuentra a 41.000 kilómetros del centro de Urano, y el más exterior a 50.000 kilómetros del centro. Todo el sistema de anillos se halla en realidad dentro del límite de Roche.

Puede calcularse que los anillos uranianos son tan tenues, dispersos y oscuros que sólo

tienen 1/3.000.000 del brillo de los anillos de Saturno. No resulta sorprendente que los anillos de Urano no puedan detectarse de ninguna otra forma que no sea una de tipo indirecto.

Más tarde, cuando se detectó el anillo de Júpiter, comenzó a parecer evidente que los anillos no formaban, a fin de cuentas, un fenómeno desacostumbrado. Tal vez los gigantes gaseosos tengan un sistema de anillos además de numerosos satélites. Lo único que hace a Saturno único no es que tenga anillos, sino que los mismos sean tan extensos y brillantes.

Neptuno

Poco después de descubrirse Urano, se elaboró su órbita. Sin embargo, a medida que los años pasaban, se comprobó que Urano no seguía la órbita calculada, no del todo. En 1821, el astrónomo francés Alexis Bouvard calculó de nuevo la órbita de Urano, tomando en consideración las primeras observaciones como las de Flamsteed. Pero Urano tampoco siguió esa nueva órbita.

La pequeña atracción sobre Urano de otros planetas (perturbaciones), afectaban levemente el movimiento de Urano, originando que se hallase detrás, o delan`e, de su posición teórica, en unas cifras muy pequeñas. Esos efectos se calcularon de nuevo con cuidado, pero Urano siguió sin portarse correctamente. La conclusión lógica era que, más allá de Urano, , debía de existir un planeta desconocido que ejercía una atracción gravitacional que no había sido tenida en cuenta.

En 1841, un estudiante de matemáticas de veintidós años, en la Universidad de Cambridge, en Inglaterra, se hizo cargo del problema y lo calculó en su tiempo libre. Su nombre era John Couch Adams, y, en setiembre de 1845, acabó dichas elaboraciones. Había calculado dónde debía de estar localizado un planeta desconocido, si tuviese que viajar de una forma relacionada con el factor que faltaba en la órbita de Urano. Sin embargo, no consiguió que los astrónomos ingleses se interesasen por su proyecto.

Mientras tanto, un joven astrónomo francés, Urban Jean Joseph Leverrier, estaba también trabajando con el problema de forma por completo independiente. Completó su trabajo casi medio año después que Adams y obtuvo la misma respuesta. Leverrier fue lo suficientemente afortunado para conseguir que un astrónomo alemán, Johann Gottfried Galle, comprobase la indicada región del firmamento en busca de la presencia de un planeta desconocido. Dio la casualidad que Galle tenía una nueva carta de las estrellas de aquella porción del espacio. Comenzó a investigar la noche del 23 de setiembre de 1846, y él y su ayudante, Heinrich Ludwig D'Arrest, llevaban apenas trabajando una hora cuando encontraron un objeto de octava magnitud que no figuraba en la carta.

¡Se trataba del planeta! Y estaba muy cerca del lugar donde había pronosticado el cálculo. Llegado el momento se le puso el nombre de Neptuno, el dios del mar, a causa de su color verdoso. En la actualidad, el mérito de su descubrimiento se halla dividido a partes iguales entre Adams y Leverrier.

Neptuno viaja en torno del Sol en una órbita que lo lleva a 4.125.000.000 de kilómetros de distancia, por lo que de nuevo se halla a una mitad más allá del Sol que Urano (oPunas 30 veces más distante del Sol que nuestra Tierra). Completa una revolución en torno del Sol en 164,8 años.

Neptuno es el gemelo de Urano (en el sentido de que Venus es el gemelo de la Tierra, por lo menos en lo que se refiere a sus dimensiones). El diámetro de Neptuno es de 51.000 kilómetros, sólo un poco menor que Urano, pero el primero es más denso y un 18 % más masivo que Urano. Neptuno tiene 17,2 veces más masa que la Tierra, y es el cuarto gigante gaseoso que circunda al Sol.

El 10 de octubre de 1846, menos de tres semanas después de que Neptuno fuese avistado por primera vez, se detectó un satélite del mismo, al que se llamó Tritón, por

un hijo de Neptuno (Poseidón), según los mitos griegos. Tritón demostró ser otro de los grandes satélites, con una masa igual a la de Titán. Ha sido el séptimo de tales satélites descubiertos, y el primero desde el descubrimiento de Titán, casi dos siglos antes.

Su diámetro es de unos 3.900 kilómetros, haciéndolo así un poco mayor que el de nuestra Luna, y su distancia al centro de Neptuno es de 365.000 kilómetros, casi la distancia de la Tierra a la Luna. A causa de la mayor atracción gravitatoria de Neptuno, Tritón completa una revolución en 5,88 días, o en una quinta parte del tiempo que emplea nuestra Luna.

Tritón gira en torno de Neptuno en dirección retrógrada. No es el único satélite que gira de esa forma. Sin embargo, los otros (los cuatro satélites exteriores de Júpiter y el satélite más exterior de Saturno) son muy pequeños y muy distantes del planeta en torno del que giran. Tritón es grande y se halla cerca de su planeta Pero sigue siendo un misterio el porqué tiene una órbita retrógrada.

Durante más de un siglo, Tritón continuó siendo el único satélite conocido de Neptuno. Luego, en 1949, Kuiper (que había descubierto Miranda el año anterior), detectó un pequeño objeto de luz muy débil en las cercanías de Neptuno. Se trataba de otro satélite y se le llamó Nereida (las ninfas de los mares de los mitos griegos).

Nereida tiene un diámetro de casi 250 kilómetros y viaja en torno de Neptuno de forma directa. Sin embargo, posee la órbita más excéntrica de los satélites conocidos. En su aproximación más cercana a Neptuno, se encuentra a 1.420.000 kilómetros de distancia; pero en el otro extremo de su órbita está alejado 9.982.000 kilómetros. En otras palabras, se encuentra siete veces más lejos de Neptuno en un extremo de su órbita que en el otro. Su período de revolución es de 365,21 días, o 45 minutos menos que el año terrestre.

Neptuno aún no ha sido visitado por una sonda, por lo que no resulta sorprendente que no conozcamos más satélites o un sistema de anillos. Ni siquiera sabemos si Tritón posee atmósfera, aunque, dado que Titán la tiene, Tritón puede asimismo poseerla.

Plutón

La masa y posición de Neptuno tienen mucho que ver con la mayor parte de las discrepancias en la órbita de Urano. No obstante, en lo que se refería al resto de ellos, algunos astrónomos pensaban que un planeta desconocido, más distante aún que Neptuno, debía ser investigado. El astrónomo más asiduo en sus cálculos y búsqueda fue Lowell (que se había de hacer famoso por sus puntos de vista acerca de los canales marcianos).

La búsqueda no resultaba fácil. Cualquier planeta más allá de Neptuno tendría tan escasa luminosidad que se hallaría perdido en las multitudes de igualmente apagadas estrellas ordinarias. Y lo que es más, un planeta así se movería tan despacio, que su cambio de posición no sería fácil de detectar. Para cuando Lowell murió, en 1916, aún no se había encontrado el planeta.

Sin embargo, los astrónomos del «Observatorio Lowell», en Arizona, continuaron la búsqueda después de la muerte de Lowell. En 1929, un joven astrónomo, Clyde William Tombaugh, se hizo cargo de la investigación, empleando un nuevo telescopio que fotografiase una comparativamente sección mayor del cielo y con mayor agudeza.

También hizo uso de un *comparador de destellos,* que protegería a la luz a través de una placa fotográfica tomada cierto día, y luego a través de otra placa de la misma región de estrellas unos cuantos días después, y una y otra vez en rápida alternativa. Las placas fueron ajustadas para que las estrellas de cada una fuesen enfocadas en el mismo lugar. Las verdaderas estrellas permanecerían por completo fijas, mientras la luz destellase a través de la primera placa, y luego por la otra. Sin embargo, cualquier planeta presente de poca luz, alteraría su posición al encontrarse aquí, allí, aquí allá, en rápida alternancia. Parpadearía.

El descubrimiento tampoco sería fácil de esta manera, puesto que una placa en particular contendría muchas decenas de millares de estrellas, y tendría que ser avizorada muy estrechamente en cada lugar para ver si una de esas miríadas de estrellas parpadeaba.

Pero a las cuatro de la tarde del 18 de febrero de 1930, Tombaugh se encontraba estudiando una región en la constelación de Géminis y vio un parpadeo. Siguió aquel objeto durante casi un mes y, el 13 de marzo de 1930, anunció que había encontrado el nuevo planeta. Se le llamó Plutón, por un dios del mundo inferior, dado que se encontraba tan lejos de la luz del Sol. Además, las dos primeras letras del nombre eran las iniciales de Percival Lowell.

La órbita de Plutón fue elaborada y demostró albergar numerosas sorpresas. No se encontraba tan lejos del Sol como Lowell y los otros astrónomos habían pensado. Su distancia media del Sol demostró ser de sólo 6.050.500.000 de kilómetros, es decir, únicamente un 30 % más lejos que Neptuno.

A mayor abundamiento, la órbita era más excéntrica que la de cualquier otro planeta. En su punto más alejado del Sol, Plutón se encontraba a 7.590.000.000 de kilómetros de distancia, pero en el lado expuesto de la órbita, cuando se encuentra más próximo al Sol, se hallaba sólo a 4.455.000.000 de kilómetros de distancia.

En el perihelio, cuando Plutón se halla más cerca del Sol, está en realidad aún más próximo del Sol que Neptuno, que se halla a unos 165.000.000 de kilómetros. Plutón gira en torno del Sol en 247,7 años, pero en cada una de esas revoluciones, existe un período de 20 años en que está más cerca de Neptuno, por lo que no es el planeta más alejado. En realidad, uno de esos períodos está sucediendo en las dos últimas décadas del siglo xx, por lo que ahora, cuando escribo, Plutón está más cerca del Sol que Neptuno.

No obstante, la óbita de Plutón, no cruza en realidad a Neptuno, pero está fuertemente sesgada en comparación con los otros planetas. Está inclinada hacia la órbita de la Tierra en unos 17,2 grados, mientras la órbita de Neptuno se halla inclinada sólo levemente hacia la de la Tierra. Cuando las órbitas de Plutón y Neptuno se cruzan, y ambos se encuentran a la misma distancia del Sol (cuando ambos planetas se hallan en el punto de cruce), uno se encuentra muy por debajo del otro, por lo que ambos nunca se aproximan mutuamente a menos de 2.475.000.000 de kilómetros.

Sin embargo, lo más perturbador acerca de Plutón fue su inesperada poca luminosidad, que indicó al instante que no se trataba de un gigante gaseoso. Si hubiera sido del tamaño de Urano o de Neptuno, su brillo habría sido considerablemente mayor. La estimación inicial fue que debía de ser del tamaño de la Tierra.

Pero esto demostró ser también una sobreestimación. En 1950 Kuiper consiguió ver a Plutón como un diminuto disco de sólo 5.950 kilómetros de diámetro, incluso menor que el diámetro de Marte. Algunos astrónomos se mostraron reluctantes a creer esta estimación, pero, el 28 de abril de 1965, Plutón pasó muy cerca de una estrella muy poco luminosa y no consiguió superarla. Si Plutón hubiese sido más grande que lo que Kuiper había estimado, habría oscurecido a la estrella.

Así, quedó claro que Plutón era demasiado pequeño para influir en la órbita de Urano de cualquier manera perceptible. Si un planeta distante tenía algo que ver en el último fragmento de discrepancia respecto de la órbita de Urano, no se trataba de Plutón.

En 1955, se observó que el brillo de Plutón variaba de una forma regular que se repetía cada 6,4 días. Se dio por supuesto que Plutón giraba en torno de su órbita en 6,4 días, es decir, un desacostumbradamente largo período de rotación. Mercurio y Venus tienen unos períodos aún más largos, pero se hallan fuertemente afectados por las influencias de marea del cercano Sol. ¿Cuál era, pues, la excusa de Plutón?

Luego, el 22 de junio de 1978, llegó un descubrimiento que pareció explicarlo. Ese día, un astrónomo norteamericano, James W. Christy, al examinar fotografías de Plutón, se

percató de una clara protuberancia en un lado. Examinó otras fotografías y finalmente decidió que Plutón tenía un satélite. Está muy cerca de Plutón, a no más de 20.600 kilómetros de distancia, de centro a centro. A esta distancia de Plutón, es una separación muy ligera para detectarla, de ahí lo mucho que se retrasó el descubrimiento. Christy llamó al satélite Caronte, por el barquero que, en los mitos griegos, lleva a las sombras de los muertos al otro lado de la Laguna Estigia, hasta el reino subterráneo de Plutón.

Caronte gira en torno de Plutón en 6,4 días, que es exactamente el tiempo que tarda Plutón en dar una vuelta sobre su eje. Esto no es una coincidencia. Es probable que ambos cuerpos, Plutón y Caronte, se enlentezcan mutuamente a través de la acción de la marea y siempre presentan la misma cara el uno al otro. Giran en torno a un centro común de gravedad, como las dos mitades de una pesa que giran unidas por la atracción gravitatoria.

Es la única combinación planeta-satélite que gira en esa forma de pesas. Así, en el caso de la Tierra, la Luna siempre presenta un lado hacia la Tierra, pero ésta aún no se ha enlentecido hasta el punto de hacer frente sólo un lado a la Luna, porque la primera es mucho más grande y le costaría mucho más enlentecerse. Si la Tierra y la Luna fuesen iguales en tamaño, la forma de revolución de pesas habría sido el resultado final.

A partir de la distancia entre ellos y del tiempo de revolución, es posible calcular la masa total de ambos cuerpos: demostró ser de no más de un octavo de la masa de la Luna. Plutón es más pequeño que lo previsto por las estimaciones más pesimistas.

Dado el brillo comparativo de los dos, Plutón parece tener sólo 3.000 kilómetros de diámetro, casi el tamaño de Europa, el menor de los siete grandes satélites. Caronte tiene 1.250 kilómetros de diámetro, casi el tamaño de Dione, el satélite de Saturno.

Los dos objetos no son muy diferentes en tamaño. Plutón es, probablemente, sólo 10 veces más masivo que Caronte, mientras que la Tierra tiene 81 veces más masa que la Luna. Esta diferencia de tamaño explica el porqué Plutón y Caronte giran uno en torno del otro a la manera de unas pesas, mientras que la Tierra y la Luna no lo hacen así. Se trata de la cosa que está más cerca en el Sistema Solar de lo que conocemos como un «planeta doble». Hasta 1976, se había creído que la Tierra y la Luna lo eran.

ASTEROIDES

Asteroides más allá de la órbita de Júpiter

Cada planeta, con una única excepción, se halla de alguna forma entre 1,3 y 2,0 veces tan alejado del Sol en relación al siguiente planeta más cercano. La única excepción es Júpiter, el quinto planeta: se halla 3,4 veces más alejado del Sol de lo que lo está Marte, el cuarto planeta.

Este extraordinario hueco intrigó a los astrónomos tras el descubrimiento de Urano (en aquel momento, la posibilidad de nuevos planetas se hizo excitante). ¿Podría existir un planeta en el hueco, un planeta 4,5, por así decirlo, uno que se nos haya escapado durante todo este tiempo? Un astrónomo alemán, Heinrich W. M. Olbers, dirigió un grupo que planeaba comprometerse en una búsqueda sistemática del cielo tras un planeta de este tipo.

Mientras efectuaban sus preparativos, un astrónomo italiano, Giuseppe Piazzi, que observaba los cielos sin pensar en absoluto en nuevos planetas, localizó un objetivo que variaba de posición de un día al siguiente. Dada la velocidad de su movimiento, parecía encontrarse en algún lugar entre Marte y Júpiter; y según su poca luminosidad, tenía que ser muy pequeño. Se efectuó el descubrimiento el 1 de enero de 1801, el primer día de un nuevo siglo.

Según las observaciones de Piazzi, el matemático alemán Johann K. F. Gauss fue capaz de calcular la órbita del objeto, y en efecto, se trató de un nuevo planeta con una

órbita que se encontraba entre la de Marte y la de Júpiter, exactamente donde debía de haberse efectuado la distribución de los planetas. Piazzi, que había estado trabajando en Sicilia, llamó al nuevo planeta Ceres, según la diosa romana del trigo, que había estado particularmente asociada con la isla.

Dado su poco brillo y distancia, se calculó que Ceres debía ser asimismo muy pequeño, más pequeño que cualquier otro planeta. Las últimas cifras muestran que tiene 1.025 kilómetros de diámetro. Probablemente, Ceres posee una masa de sólo un quinto de la de nuestra Luna, y es mucho más pequeño que los satélites mayores.

No parecía posible que Ceres fuese todo lo que había allí en el hueco entre Marte y Júpiter, por lo que Olbers continuó la búsqueda a pesar del descubrimiento de Piazzi. En 1807, fueron descubiertos tres planetas más en ese hueco. Se les llamó Palas, Juno y Vesta, y cada uno de ellos resultó más pequeño que Ceres. Juno, el menor, tal vez sólo tenga unos 100 kilómetros de diámetro.

Esos nuevos planetas son tan pequeños que, incluso con el mejor telescopio de la época, no mostraban disco. Seguían siendo puntos de luz, al igual que las estrellas. En realidad, por esta razón, Herschel sugirió llamarles *asteroides* («parecidos a estrellas»), y la sugerencia fue adoptada.

No fue hasta 1845 cuando un astrónomo alemán, Karl L. Hencke, descubrió un quinto asteroide, al que llamó Astrea; pero, a continuación, se fueron sucediendo de una manera firme los descubrimientos. En la actualidad, se han detectado unos 1.600 asteroides, cada uno de ellos considerablemente menor que Ceres, el primero en ser encontrado; e, indudablemente, quedan aún millares más por detectar. Casi todos se encuentran en el hueco existente entre Marte y Júpiter, una zona que ahora se denomina c*inturon de asteroides.*

¿Por qué existen los asteroides? Ya muy pronto, cuando sólo se conocían cuatro de ellos, Olbers sugirió que eran los restos de un planeta que había estallado. Sin embargo, los astrónomos se muestran dudosos acerca de esta posibilidad. Consideran más probable que el planeta nunca llegara a formarse, mientras que en otras regiones la materia de la nebulosa original, gradualmente, se soldó en planetesimales (el equivalente a asteroides) y éstos en planetas individuales (con estos últimos dejando al unirse sus marcas como cráteres), pero en el cinturón de asteroides esta unión no pasó nunca del estadio planetesimal. La creencia general es que el responsable de esto es el perturbador efecto del gigante Júpiter.

En 1866, ya se habían descubierto los suficientes asteroides para mostrar que no se hallaban esparcidos al acaso en el hueco. Había regiones donde las órbitas asteroidales se hallaban ausentes. No había asteroides a una distancia promedia del Sol de 380 millones de kilómetros, o 450 millones de kilómetros, o 500 millones de kilómetros, o 560 millones de kilómetros.

Un astrónomo estadounidense, Daniel Kirkwood, sugirió en 1866 que en esas órbitas, los asteroides girarían en torno del Sol en un período que era una fracción simple de la de Júpiter. Bajo tales condiciones, el efecto perturbador de Júpiter sería desacostumbradamente grande, y cualquier asteroide que girase por allí se vería forzado, o bien a acercarse más al Sol o a alejarse más de él. Esos *huecos de Kirkwood* dejaban claro que la influencia de Júpiter era penetrante y podía impedir la solidificación.

Más tarde se hizo clara una conexión aún más íntima entre Júpiter y los asteroides. En 1906, un astrónomo alemán, Max Wolf, descubrió el asteroide 588. Era inusual, puesto que se movía con una sorprendente baja velocidad y, por lo tanto, se encontraba muy alejado del Sol. En realidad, era el asteroide más alejado de los descubiertos. Se le llamó Aquiles, por el héroe de los griegos en la guerra de Troya. (Aunque, por lo general, se ha dado a los asteroides nombres femeninos, los que poseen órbitas desacostumbradas han recibido nombres masculinos.)

Una cuidadosa observación mostró que Aquiles se movía en la órbita de Júpiter, 60

grados por delante del mismo. Antes de que el año concluyera, se descubrió el asteroide 617 en la órbita de Júpiter, 60 grados por detrás de Júpiter, y se le llamó Patroclo, por el amigo de Aquiles en la *Ilíada* de Hornero. Se han descubierto otros asteroides que forman un grupo en torno de cada uno de ellos y que han recibido nombres de héroes de la guerra troyana. Fue el primer caso del descubrimiento de auténticos ejemplos de estabilidad, cuando se encontraron tres cuerpos en los vértices de un triángulo equilátero. A esta situación se la denominó *posiciones troyanas,* y a los asteroides *asteroides troyanos.* Aquiles y su grupo ocupan la posición L-4, y Patroclo y su grupo la posición L-5. Los satélites exteriores de Júpiter, que parecen satélites capturados, es posible que en un tiempo fuesen asteroides troyanos.

El satélite exterior de Saturno, Febe, y el satélite exterior de Neptuno, Nereida, pueden, concebiblemente, haber sido también satélites capturados, una indicación de que, por lo menos, existe un esparcimiento de asteroides en las regiones de más allá de Júpiter. Tal vez, originariamente, se encontraban en el cinturón de asteroides y, a través de perturbaciones particulares, se vieron forzados hacia delante y luego, llegado el momento, fueron capturados por un planeta en particular.

Por ejemplo, en 1920, Baade descubrió el asteroide 944, al que llamó Hidalgo. Cuando se calculó su órbita, se descubrió que este asteroide se movía mucho más allá de Júpiter, y que tenía un período orbital de 13,7 años, tres veces más que el asteroide medio e incluso más largo que el de Júpiter.

Tiene una elevada excentricidad orbitaria de 0,66. En el perihelio se encuentra sólo a 300 millones de kilómetros del Sol, por lo que se halla claramente dentro del cinturón de asteroides en ese momento. Sin embargo, en el afelio, se halla a 1.475 millones de kilómetros del Sol, tan lejos entonces del Sol como Saturno. La órbita de Hidalgo, sin embargo, está inclinada, por lo que en el afelio se encuentra muy por debajo de Saturno, y no existe peligro en que sea capturado, pero cualquier satélite en una órbita tan alejada estaría muy cerca de Saturno y llegado el momento sería capturado por éste o por cualquier otro de los planetas exteriores.

¿No podría ser que un asteroide se viese tan afectado por perturbaciones gravitatorias, que le hiciesen tomar una órbita más allá del cinturón de asteroides durante todo el tiempo? En 1977, el astrónomo norteamericano Charles Kowall detectó un leve puntito de luz que se movía contra el fondo de las estrellas, pero sólo a una tercera parte de la velocidad de Júpiter. Tenía que hallarse en el exterior de la órbita de Júpiter.

Kowall lo siguió durante cierto número de días, elaborando su órbita aproximada, y luego comenzó a buscarlo en unas viejas placas fotográficas. Lo localizó en unas treinta placas, una de las cuales databa de 1895, con lo que tuvo suficientes posiciones para calcular una órbita exacta.

Se trataba de un asteroide de cierto tamaño, tal vez de 200 kilómetros de diámetro. Cuando se halla más cerca del Sol, se encuentra tan próximo del astro como lo está Saturno. En el extremo opuesto de su órbita, se aleja tanto del Sol como Urano. Parece hacer de lanzadera entre Saturno y Urano, aunque a causa de que su órbita está inclinada, no se aproxima demasiado a ninguno de los dos.

Kowall le llamó Quirón, por uno de los centauros (mitad hombre, mitad caballo, en los mitos griegos). Su período de revolución es de 50,7 años, y en este momento se halla en su afelio. En un par de décadas, estará respecto a nosotros a menos de la mitad de esa distancia y podremos verlo con mayor claridad.

Rozadores de la Tierra y objetos Apolo

Si los asteroides penetran más allá de la órbita de Júpiter, ¿no habría otros que penetrasen más allá de la órbita de Marte, más cerca del Sol?

El primero de tales casos se descubrió el 13 de agosto de 1898 por parte de un astrónomo alemán, Gustav Witt. Detectó el asteroide 433 y vio que su período de revolución era de sólo 1,76 años, es decir, 44 días menos que el de Marte. Por lo

tanto, su distancia media del Sol debe ser menor que la de Marte. Al nuevo asteroide se le llamó Eros.

Eros demostró tener más bien una elevada excentricidad orbitaria. En el afelio, está claramente dentro del cinturón de asteroides, pero en el perihelio, se halla a sólo 170 millones de kilómetros del Sol, no mucho más de la distancia de la Tierra al Sol. Dado que su órbita está inclinada respecto de la de la Tierra, no se aproxima a ésta tanto como lo haría si ambas órbitas estuviesen en el mismo plano.

De todos modos, si Eros y la Tierra se encuentran en los puntos apropiados de sus órbitas, la distancia entre ambos será sólo de 23 millones de kilómetros. Esto es un poco más de la mitad de la distancia mínima entre Venus y la Tierra, y significa que, si no contamos a nuestra propia Luna, Eros era, en el momento de su descubrimiento, nuestro más próximo vecino en el espacio.

No es un cuerpo muy grande. A juzgar por los cambios en su brillo, tiene forma de ladrillo, y su diámetro medio es de unos cinco kilómetros. De todos modos, no es una cosa despreciable. Si colisionase con la Tierra, ocurriría una catástrofe inimaginable.

En 1931, Eros se aproximó a un punto distante tan sólo 26 millones de kilómetros de la Tierra, y se estableció un vasto proyecto astronómico para determinar con exactitud su paralaje, por lo que las distancias del Sistema Solar podrían determinarse con mayor exactitud que nunca. El proyecto tuvo éxito, y los resultados no fueron mejorados hasta que los rayos del radar se reflejaron desde Venus.

Un asteroide que se aproxime a la Tierra más que Venus, es denominado (con cierta exageración) rozador de la Tierra. Entre 1898 y 1932, sólo se descubrieron tres rozadores más de la Tierra, y cada uno de ellos se aproximó a nuestro planeta menos que Eros.

Sin embargo, esta marca fue rota el 12 de marzo de 1932, cuando un astrónomo belga, Eugéne Delporte, descubrió el asteroide 1.221, y vio que, aunque su órbita era regular respecto de la de Eros, conseguía aproximarse aló millones de kilómetros de la órbita de la Tierra. Llamó al nuevo asteroide Amor (el equivalente latino de Eros).

El 24 de abril de 1932, exactamente seis semanas después, el astrónomo alemán Karl Reinmuth descubrió un asteroide al que llamó Apolo, porque era otro rozador de la Tierra. Se trataba de un asombroso asteroide puesto que, en su perihelio, se halla sólo a 95 millones de kilómetros del Sol. Se mueve no sólo en el interior de la órbita de Marte, sino también dentro de la Tierra, e incluso de la de Venus. Sin embargo, su excentricidad es tan grande que en el afelio está a 353.000.000 de kilómetros del Sol, más lejos de lo que le ocurre a Eros. El período de revolución de Apolo es, por tanto, 18 días más largo que el de Eros. El 15 de mayo de 1932, Apolo se aproximó dentro de los 10.725.000 kilómetros de la Tierra, menos de 30 veces la distancia de la Luna. Apolo posee menos de dos kilómetros de anchura, pero es lo suficientemente grande para que no sea bien venido como «rozador». Desde entonces, cualquier objeto que se aproxime al Sol más de como lo hace Venus, ha sido llamado *objeto Apolo.*

En febrero de 1936, Delporte, que ya había detectado a Amor cuatro años antes, avistó otro rozador de la Tierra al que llamó Adonis. Exactamente unos cuantos días antes de su descubrimiento, Adonis había pasado a sólo 2.475.000 kilómetros de la Tierra, o únicamente poco más de 6,3 veces la distancia de la Luna a nosotros. Y lo que es más, el nuevo rozador de la Tierra tiene un perihelio de 65 millones de kilómetros, ya esa distancia está muy cerca a la órbita de Mercurio. Fue el segundo objeto Apolo descubierto.

En noviembre de 1937, Reinmuth (el descubridor de Apolo), avistó un tercero, al que llamó Hermes. Había pasado a 850.000 kilómetros de la Tierra, sólo un poco más de dos veces la distancia de la Luna. Reinmuth, con los datos de que disponía, calculó una órbita *grosso modo,* según la cual Hermes podía pasar a sólo 313.000 kilómetros de la Tierra (una distancia menor de la que nos separa de la Luna), siempre y cuando Hermes y la Tierra se encontrasen en los puntos apropiados de su órbita. Sin embargo,

desde entonces no se ha vuelto a detectar a Hermes.

El 26 de junio de 1949, Baade descubrió el más desacostumbrado de los objetos Apolo. Su período de revolución era de sólo 1,12 años, y su excentricidad orbitaria resultaba la mayor conocida en los asteroides: 0,827. En su afelio, se encuentra a salvo en el cinturón de asteroides entre Marte y Júpiter pero, en su perihelio, se aproxima a 28.000.000 de kilómetros del Sol, más cerca que cualquier planeta, incluido Mercurio. Baade llamó a este asteroide ícaro, según el joven de la mitología griega que, volando por los aires con las alas que había ideado su padre Dédalo, se aproximó demasiado al Sol, con lo que se le fundió la cera que aseguraba las plumas de las alas en su espalda, y se cayó produciéndole la muerte.

Desde 1949, se han descubierto otros objetos Apolo, pero ninguno se ha acercado tanto al Sol como Icaro. Sin embargo algunos poseen período orbitario de menos de un año y, por lo menos, uno está más cerca, en cada punto de su órbita, del Sol que la Tierra.

Algunos astrónomos estiman que hay en el espacio unos 750 objetos Apolo, con diámetros de un kilómetro y más. Se cree que, en el transcurso de un millón de años, cuatro respetables objetos Apolo han alcanzado la Tierra, tres a Venus, y uno tanto a Mercurio, como a Marte o a la Luna, y siete han visto sus órbitas alteradas de tal forma que todos han abandonado el Sistema Solar. El número de objetos Apolo, sin embargo, no disminuye con el tiempo, por lo que es probable que se añadan otros de vez en cuando a causa de perturbaciones gravitatorias de objetos en el cinturón de asteroides.

COMETAS

Otra clase de miembros del Sistema Solar, puede, llegada la ocasión, aproximarse mucho al Sol. A nuestros ojos parecen objetos neblinosos y de débil luminosidad que se extienden a través del espacio, como ya he mencionado en el capítulo 2, al igual que deshilacliadas estrellas con largas colas o serpenteante cabello. En efecto, los antiguos griegos les llamaron *áster kometes* («estrellas melenudas»), y todavía hoy seguimos llamándoles *cometas.*

A diferencia de las estrellas y de los planetas, los cometas no parecen seguir unas pistas fácilmente previsibles, sino ir y venir sin orden ni regularidad. Dado que la gente en los días precientíficos creía que las estrellas y los planetas influían en los seres humanos, las erráticas idas y venidas de los cometas parecían asociadas con cosas erráticas de la vida: con desastres inesperados, por ejemplo.

No fue hasta 1473 cuando un europeo hizo más que estremecerse cuando un cometa aparecía en el firmamento. En aquel año, un astrónomo alemán, Regiomontano, observó un cometa y siguió su posición contra las estrellas, noche tras noche.

En 1532, dos astrónomos —un italiano llamado Girolamo Fracastorio y un alemán de nombre Pedro Apiano— estudiaron un cometa que apareció aquel año, indicando que su cola siempre señalaba la dirección contraria al Sol.

Luego, en 1577, apareció otro cometa, y Tycho Brahe, al observarlo, trató de determinar la distancia por medio del paralaje. Si se trataba de un fenómeno atmosférico, como Aristóteles había creído, debería tener un paralaje más grande que la Luna. ¡Pero no era así! Su paralaje era demasiado pequeño para medirlo. El cometa se encontraba más allá de la Luna y tenía que ser un objeto astronómico.

¿Pero, por qué los cometas iban y venían con tal irregularidad? Una vez Isaac Newton elaboró la ley de gravitación universal en 1687, pareció claro que los cometas, al igual que los objetos astronómicos del Sistema Solar, deberían encontrarse dentro de la atracción gravitatoria del Sol.

En 1682, había aparecido un cometa, y Edmund Halley, un amigo de Newton, observó su camino a través del cielo. Al repasar otros avistamientos anteriores, pensó que los

cometas de 1456, 1531 y 1607 habían seguido un camino parecido. Estos cometas se habían presentado a intervalos de setenta y cinco o setenta y seis años.

Sorprendió a Halley que los cometas girasen en torno del Sol al igual que los planetas, pero en órbitas que son unas elipses en extremo alargadas. Pasan la mayor parte de su tiempo en la enormemente distante porción del afelio de su órbita, donde se encuentran demasiado distantes y demasiado poco luminosos para ser vistos, y luego destellan a través de su porción de perihelio en un tiempo comparativamente breve. Son visibles sólo durante este breve período, y, dado que no pueden observarse durante el resto de su órbita, sus idas y venidas parecen caprichosas.

Halley predijo que el cometa de 1682 regresaría en 1758. No vivió para verlo, pero regresó y fue avistado por primera vez el 25 de diciembre de 1758. Iba un poco atrasado porque la atracción gravitatoria de Júpiter lo había enlentecido al pasar junto a ese planeta. Este cometa en particular ha sido conocido como cometa Halley desde entonces. Volvió de nuevo en 1832, 1910 y 1986. A principios de 1983, los astrónomos, que ya sabían dónde mirar, lo han observado como un objeto en extremo poco luminoso.

Otros cometas han visto calculadas sus órbitas. Se trata todos ellos de cometas de breves períodos, cuyas órbitas completas se encuentran dentro del sistema planetario. Así, el cometa Halley, en su perihelio, se halla sólo a 90.000.000 de kilómetros del Sol, y en este momento se encuentra exactamente dentro de la órbita de Venus. En el afelio, se halla a 5.400.000.000 kilómetros del Sol, y más allá de la órbita de Neptuno.

El cometa con una órbita menor es el cometa Encke, que gira en torno del Sol en 3,3 años. En su perihelio, se halla a 52.000.000 kilómetros del Sol, rivalizando con la aproximación de Mercurio. En el afelio, se encuentra a 627.000.000 de kilómetros del Sol, y dentro de los últimos límites del cinturón de asteroides. Es el único cometa que conocemos cuya órbita se encuentra enteramente dentro de la de Júpiter.

Sin embargo, los cometas de largo período, tienen afelios más allá del sistema planetario y vuelven a los límites interiores del Sistema Solar sólo cada un millón de años, más o menos. En 1973, el astrónomo checo Lajos Kohoutek descubrió un nuevo cometa que, al prometer ser extraordinariamente brillante (pero no lo fue), suscitó un gran interés. En su perihelio se hallaba a sólo 38.500.000 kilómetros del Sol, más cerca de como lo hace Mercurio. Sin embargo, en el afelio (si el cálculo orbitario es correcto), retrocede hasta unos 513.000.000.000 de kilómetros, o 120 veces más lejos del Sol de como se encuentra Neptuno. El cometa Kohoutek completaría una revolución en torno del Sol en 217.000 años. Indudablemente, existen otros cometas cuyas órbitas son aún mayores.

En 1950, Oort sugirió que, en una región que se extiende hacia fuera desde el Sol de 6 a 12 billones de kilómetros (25 veces más lejos de como se encuentra el cometa Kohoutek en el afelio), existen 100 mil millones de pequeños cuerpos con diámetros que son, en su mayor parte, de 800 metros a 8 kilómetros de longitud. Todos ellos constituirían una masa no mayor que una octava parte de la de la Tierra.

Este material es una especie de *capa cometaria* dejada por la nube originaria de polvo y gas que se condensaron hace cinco mil millones de años para formar el Sistema Solar. Los cometas difieren de los asteroides en que, mientras estos últimos son de naturaleza rocosa, los primeros están formados principalmente por materiales helados, que son tan sólidos como las rocas en su extraordinaria distancia del Sol, pero que se evaporarían con facilidad si se encontrasen más cerca de una fuente de calor. (El astrónomo norteamericano Fred Lawrence Whipple fue el primero en sugerir, en 1949, que los cometas son esencialmente objetos helados con tal vez un núcleo rocoso o con gravilla distribuida por todas partes. A esto se le conoce popularmente como *teoría de la bola de nieve.)*

Ordinariamente, los cometas permanecen en sus alejados hogares, girando lentamente en torno del distante Sol con períodos de revolución de millones de años. De vez en cuando, sin embargo, a causa de colisiones o por la influencia gravitatoria de algunas

de las estrellas más cercanas, algunos cometas aumentan la velocidad en su muy lenta revolución alrededor del Sol y abandonan el Sistema Solar. Otros se enlentecen y se mueven hacia el Sol, rodeándole y regresando a su posición original, y luego regresan de nuevo. Tales cometas son vistos cuando (y si) entran en el Sistema Solar interior y pasan cerca de la Tierra.

A causa de que los cometas se originan en una capa esférica, pueden presentarse en el Sistema Solar en cualquier ángulo, y es probable que se muevan en dirección retrógrada, así como en otra dirección. El cometa Halley, por ejemplo, se mueve en dirección retrógrada.

Una vez un cometa entra en el Sistema Solar interior, el calor del Sol evapora los materiales helados que lo componen, y las partículas de polvo atrapadas en el hielo quedan liberadas. El vapor y el polvo forman una especie de atmósfera neblinosa en el cometa (la *cabellera* o *coma),* y lo convierten en un objeto grande y deshilacliado.

El cometa Halley, cuando está helado por completo, puede tener sólo 2,5 kilómetros de diámetro. Al pasar junto al Sol, la neblina que constituye en conjunto llega a los 400.000 kilómetros de diámetro, adquiriendo un volumen que es más de 20 veces el del gigante Júpiter, pero la materia de la neblina está tan tenuemente esparcida que sólo es un vacío neblinoso.

Procedentes del Sol existen unas pequeñas partículas, menores que los átomos (el tema del capítulo 7), que corren en todas direcciones. Este *viento solar* alcanza a la neblina que rodea el cometa y la barre hacia atrás en una larga cola, que puede ser más luminosa que el mismo Sol, pero cuya materia es aún más débilmente esparcida. Naturalmente, esta cola tiene que señalar hacia la parte contraria al Sol durante todo el tiempo, tal y como Fracastorio y Apiano señalaron hace cuatro siglos y medio.

A cada paso en torno del Sol, un cometa pierde parte de su material, a medida que se evapora y se derrama por la cola. Llegado el momento, tras unos centenares de pases, el cometa, simplemente, se desintegra en el polvo y desaparece. O todo lo más, deja detrás un núcleo rocoso (como el cometa Encke está haciendo) que, eventualmente, sólo parecerá un asteroide.

En la larga historia del Sistema Solar, muchísimos millones de cometas han aumentado su velocidad y lo han abandonado, o bien se han enlentecido y se han dejado caer hacia el Sistema Solar interior, donde llegado el momento encontrarán su fin. Sin embargo, aún quedan miles de millones de ellos, por lo que no existe el menor peligro de que nos quedemos sin cometas.

Capítulo 4

LA TIERRA

ACERCA DE SU FORMA Y TAMAÑO

El Sistema Solar está formado por un enorme Sol, cuatro planetas gigantes, cinco más pequeños, más de cuarenta satélites, más de 100.000 asteroides, tal vez más de cien mil millones de cometas y, sin embargo, por lo que sabemos hasta hoy, sólo en uno de esos cuerpos existe la vida: en nuestra propia Tierra. Por lo tanto, es a la Tierra donde debemos volvernos ahora.

La Tierra como esfera

Una de las mayores inspiraciones de los antiguos griegos fue la de afirmar que la Tierra tenía la forma de una esfera. Originariamente concibieron esta idea (la tradición concede a Pitágoras de Samos la primacía en sugerirla, alrededor del 525 a. de J.C.) sobre bases filosóficas, a saber, que la esfera era la forma perfecta. Pero los griegos también la comprobaron mediante observaciones. Hacia el 350 a. de J.C., Aristóteles expresó su creencia de que la Tierra no era plana, sino redonda. Su argumento más efectivo era el de que si uno se trasladaba hacia el Norte o hacia el Sur, iban

apareciendo nuevas estrellas en su horizonte visible, al tiempo que desaparecían, bajo el horizonte que dejaba atrás, las que se veían antes. Por otra parte, cuando un barco se adentraba en el mar, no importaba en qué dirección, lo primero que dejaba de verse era el casco y, por fin, los palos. Al mismo tiempo, la sombra que la Tierra proyectaba sobre la Luna durante un eclipse lunar, tenía siempre la forma de un círculo, sin importar la posición de nuestro satélite. Estos dos últimos fenómenos serían ciertos sólo en el caso de que la Tierra fuese una esfera.

Por lo menos entre los eruditos nunca desapareció por completo la noción de la esfericidad terrestre, incluso durante la Edad Media. El propio Dante imaginó una Tierra esférica en su *Divina comedia.*

Pero la cosa cambió por completo cuando se planteó el problema de una esfera *en rotación.* Ya en fecha tan remota como el 350 a. de J.C., el filósofo griego Heráclides de Ponto sugirió que era mucho más sencillo suponer que la Tierra giraba sobre su eje, que el hecho de que, por el contrario, fuese toda la bóveda de los cielos la que girase en torno a la Tierra. Sin embargo, tanto los sabios de la Antigüedad como los de la Edad Media se negaron a aceptar dicha teoría. Así, como ya sabemos, en 1613 Galileo fue condenado por la Inquisición y forzado a rectificar su idea de una Tierra en movimiento.

No obstante, las teorías de Copérnico hicieron completamente ilógica la idea de una Tierra inmóvil, y, poco a poco, el hecho de su rotación fue siendo aceptado por todos. Pero hasta 1851 no pudo demostrarse de forma experimental esta rotación. En dicho año, el físico francés Jean-Bernard-Léon Foucault colocó un enorme péndulo, que se balanceaba colgando de la bóveda de una iglesia de París. Según las conclusiones de los físicos, un objeto como el péndulo debería mantener su balanceo con un plano fijo, indiferentemente de la rotación de la Tierra. Por ejemplo, en el polo Norte el péndulo oscilaría en un plano fijo, en tanto que la Tierra giraría bajo el mismo, en sentido contrario a las manecillas del reloj, en 24 horas. Puesto que una persona que observase el péndulo sería transportada por el movimiento de la Tierra —la cual, por otra parte, le parecería inmóvil al observador—, dicha persona tendría la impresión de que el plano de balanceo del péndulo se dirigiría a la derecha, mientras se producía una vuelta completa en 24 horas. En el polo Sur se observaría el mismo fenómeno, aunque el plano en oscilación del péndulo parecería girar en sentido contrario a las manecillas del reloj.

En las latitudes interpolares, el plano del péndulo también giraría (en el hemisferio Norte, de acuerdo con las manecillas del reloj, y en el Sur, en sentido contrario), aunque en períodos progresivamente más largos, a medida que el observador se alejara cada vez más de los polos. En el ecuador no se alteraría en modo alguno el plano de oscilación del péndulo.

Durante el experimento de Foucault, el plano de balanceo del péndulo giró en la dirección y del modo adecuados. El observador pudo comprobar con sus propios ojos —por así decirlo— que la Tierra giraba bajo el péndulo.

De la rotación de la Tierra se desprenden muchas consecuencias. La superficie se mueve más de prisa en el ecuador, donde debe completar un círculo de 40.000 km en 24 horas, a una velocidad de algo más de 1.600 km/hora. A medida que se desplaza uno al Norte (o al Sur) del ecuador, algún punto de la Tierra ha de moverse más lentamente, puesto que debe completar un círculo más pequeño en el mismo tiempo. Cerca de los polos, este círculo es realmente pequeño, y en los polos, la superficie del Globo permanece inmóvil.

El aire participa del movimiento de la superficie de la Tierra sobre la que circula. Si una masa de aire se mueve hacia el Norte desde el ecuador, su propia velocidad (al igualar a la del ecuador) es mayor que la de la superficie hacia la que se dirige. Gana terreno a esta superficie en su desplazamiento de Oeste a Este, y es impulsada con fuerza hacia el Este. Tal impulso constituye un ejemplo del «efecto Coriolis», denominado así en honor al matemático francés Gaspard Gustave de Coriolis, quien fue el primero en estudiarlo, en 1835.

Tales efectos Coriolis sobre las masas de aire determinan que giren, en su hemisferio Norte, en el sentido de las manecillas del reloj. En el hemisferio Sur, el efecto es inverso, o sea, que se mueven en sentido contrario a las manecillas del reloj. En cualquier caso se originan «trastornos de tipo ciclónico». Las grandes tempestades de este tipo de llaman «huracanes» en el Atlántico Norte, y «tifones» en el Pacífico Norte. Las más pequeñas, aunque también más intensas, son los «ciclones» o «tornados». En el mar, estos violentos torbellinos originan espectaculares «trombas marinas».

Sin embargo, la deducción más interesante hecha a partir de la rotación de la Tierra, se remonta a dos siglos antes del experimento de Foucault, en tiempo de Isaac Newton. Por aquel entonces, la idea de la Tierra como una esfera perfecta tenía ya una antigüedad de casi 2.000 años. Pero Newton consideró detenidamente lo que ocurría en una esfera en rotación. Señaló la diferencia de la velocidad del movimiento en las distintas latitudes de la superficie de la Tierra y reflexionó sobre el posible significado de este hecho.

Cuanto más rápida es la rotación, tanto más intenso es el efecto centrífugo, o sea, la tendencia a proyectar material hacia el exterior a partir del centro de rotación. Por tanto, se deduce de ello que el efecto centrífugo se incrementa sustancialmente desde O, en los polos estacionarios, hasta un máximo en las zonas ecuatoriales, que giran rápidamente. Esto significa que la tierra debía de ser proyectada al exterior con mayor intensidad en su zona media. En otras palabras, debía de ser un «esferoide», con un «ensanchamiento ecuatorial» y un achatamiento polar. Debía de tener, aproximadamente, la forma de una mandarina, más que la de una pelota de golf. Newton calculó también que el achatamiento polar debía de ser 1/230 del diámetro total, lo cual se halla, sorprendentemente, muy cerca *de* la verdad.

La Tierra gira con tanta lentitud sobre sí misma, que el achatamiento y el ensanchamiento son demasiado pequeños para ser detectados de forma inmediata. Pero al menos dos observaciones astronómicas apoyaron el razonamiento de Newton. En primer lugar, en Júpiter y Saturno se distinguía claramente la forma achatada de los polos, tal como demostró por vez primera el astrónomo francés, de origen italiano, Giovanni Domenico Cassini, en 1687. Ambos planetas eran bastante mayores que la Tierra, y su velocidad de rotación era mucho más rápida. Júpiter, por ejemplo, se movía, en su ecuador, a 43.000 km/hora. Teniendo en cuenta los factores centrífugos producidos por tales velocidades, no debe extrañar su forma achatada.

En segundo lugar, si la Tierra se halla realmente ensanchada en el ecuador, los diferentes impulsos gravitatorios sobre el ensanchamiento provocados por la Luna —que la mayor parte del tiempo está situada al norte o al sur del ecuador en su circunvolución alrededor del Planeta— serían la causa de que la Tierra se bamboleara algo en su rotación. Miles de años antes, Hiparco de Nicea había indicado ya algo parecido en un balanceo (aunque sin saber, por supuesto, la razón). Este balanceo es causa de que el Sol alcance el punto del equinoccio unos 50 segundos de arco hacia Oriente cada año (o sea, hacia el punto por donde sale). Y ya que, debido a esto, el equinoccio llega a un punto precedente (es decir, más temprano) cada año, Hiparco denominó este cambio «precesión de los equinoccios», nombre que aún conserva.

Naturalmente, los eruditos se lanzaron a la búsqueda de una prueba más directa de la distorsión de la Tierra. Recurrieron a un procedimiento normalizado para resolver los problemas geométricos: la Trigonometría. Sobre una superficie curvada, los ángulos de un triángulo suman más de 180°. Cuanto mayor sea la curvatura, tanto mayor será el exceso sobre estos 180°. Ahora bien, si la Tierra era un esferoide —como había dicho Newton—, el exceso sería mayor en la superficie menos curvada, sobre los polos. En la década de 1739, los sabios franceses realizaron la primera prueba al efectuar una medición a gran escala desde lugares separados, al norte y al sur de Francia. Sobre la base de estas mediciones, el astrónomo francés Jacques Cassini (hijo de Giovanni Domenico, que había descubierto el achatamiento de Júpiter y Saturno) llegó a la conclusión de que el ensanchamiento de la Tierra se producía en los polos, ¡no en el ecuador! Para utilizar una analogía exagerada, su forma era más la de un pepino que la de una mandarina.

Pero la diferencia en la curvatura entre el norte y el sur de Francia era, evidentemente, demasiado pequeña como para conseguir resultados concluyentes. En consecuencia, en 1735 y 1736, un par de expediciones francesas marchó hacia regiones más claramente separadas: una hacia el Perú, cerca del ecuador, y la otra, a Laponia, cerca del Ártico. En 1744, sus mediciones proporcionaron una clara respuesta: la Tierra era sensiblemente más curva en Perú que en Laponia.

Hoy, las mejores mediciones demuestran que el diámetro de la Tierra es 42,96 km más largo en el ecuador que en el eje que atraviesa los polos (es decir, 12.756,78, frente a 12.713,82 km).

Quizás el resultado científico más importante, como producto de las investigaciones del siglo XVIII sobre la forma de la Tierra, fue el obtenido por los científicos insatisfechos por el estado del arte de la medición. No existían patrones de referencia para una medición precisa. Esta insatisfacción fue, en parte, la causa de que durante la Revolución francesa, medio siglo más tarde, se adoptara un lógico y científicamente elaborado sistema «métrico», basado en el metro. Tal sistema lo utilizan hoy, satisfactoriamente, los sabios de todo el mundo, y se usa en todos los países civilizados, excepto en las naciones de habla inglesa, principalmente Gran Bretaña y Estados Unidos. No debe subestimarse la importancia de unos patrones exactos de medida. Un buen porcentaje de los esfuerzos científicos se dedica continuamente al mejoramiento de tales patrones. El patrón metro y el patrón kilogramo, construidos con una aleación de platino-iridio (virtualmente inmune a los cambios químicos), se guardan en Sévres (París), a una temperatura constante, para prevenir la expansión o la contracción.

Luego se descubrió que nuevas aleaciones, como el «invar» (abreviatura de invariable), compuesto por níquel y hierro en determinadas proporciones, apenas eran afectadas por los cambios de temperatura. Podría usarse para fabricar mejores patrones de longitud. En 1920, el físico francés (de origen suizo) Charles-Édouard Guillaume, que desarrolló el invar, recibió el Premio Nobel de Física.

Sin embargo, en 1960 la comunidad científica decidió abandonar el patrón sólido de la longitud. La Conferencia General del Comité Internacional de Pesas y Medidas adoptó como patrón la longitud de la ínfima onda luminosa emitida por el gas noble criptón. Dicha onda, multiplicada por 1.650.763,73 —mucho más invariable que cualquier módulo de obra humana— equivale a un metro. Esta longitud es mil veces más exacta que la anterior.

Midiendo el geoide

La forma de la Tierra idealmente lisa, sin protuberancias, a nivel del mar, se llama «geoide». Por supuesto que la superficie de la Tierra está salpicada de accidentes (montañas, barrancos, etc.). Aun antes de que Newton planteara la cuestión de la forma global del Planeta, los sabios habían intentado medir la magnitud de estas pequeñas desviaciones de una perfecta esfera (tal como ellos creían). Recurrieron al dispositivo del péndulo oscilante. En 1581, cuando tenía sólo 17 años, Galileo había descrito que un péndulo de una determinada longitud, completa siempre su oscilación exactamente en el mismo tiempo, tanto si la oscilación es larga como corta. Se dice que llegó a tal descubrimiento mientras contemplaba las oscilantes arañas de la catedral de Pisa, durante las ceremonias litúrgicas. En dicha catedral hay una lámpara, llamada todavía «lámpara de Galileo», aunque en realidad no fue colgada hasta 1548. (Huygens puso en marcha los engranajes de un reloj acoplándole un péndulo, y utilizó la constancia de su movimiento para mantener el reloj en movimiento con gran exactitud. En 1656 proyectó gracias, a este sistema, el primer reloj moderno —el «reloj del abuelo»—, con lo cual aumentó en diez veces la exactitud en la determinación del tiempo cronológico.)

El período del péndulo depende tanto de su longitud como de la fuerza de la gravedad. Al nivel del mar, un péndulo de 1 m de longitud lleva a cabo una oscilación completa en un segundo, hecho comprobado en 1644 por el matemático francés, discípulo de Galileo, Marin Mersenne. Los estudiosos de las irregularidades en la superficie terrestre

se apoyan en el hecho de que el período de oscilación del péndulo depende de la fuerza de la gravedad en cualquier punto. Un péndulo que realiza la oscilación perfecta de un segundo al nivel del mar, por ejemplo, empleará algo más de un segundo en completar una oscilación en la cumbre de una montaña, donde la gravedad es ligeramente menor, porque está situada más lejos del centro de la Tierra.

En 1673, una expedición francesa a la costa norte de Sudamérica (cerca del ecuador) comprobó que en este lugar el péndulo oscilaba más lentamente, incluso a nivel del mar. Más tarde, Newton consideró esto como una prueba de la existencia del ensanchamiento ecuatorial, ya que éste elevaba el terreno a mayor distancia del centro de la Tierra y reducía la fuerza de la gravedad. Después de que la expedición al Perú y Laponia hubo demostrado su teoría, un miembro de la expedición a Laponia, el matemático francés Alexis-Claude Clairault, elaboró métodos para calcular la forma esferoidal de la Tierra a partir de las oscilaciones del péndulo. Así pudo ser determinado el geoide, o sea, la forma de la Tierra a nivel del mar, que se desvía del esferoide perfecto en menos de 90 m en todos los puntos. Hoy puede medirse la fuerza de la gravedad con ayuda de un «gravímetro», peso suspendido de un muelle muy sensible. La posición del peso con respecto a una escala situada detrás del mismo indica la fuerza con que es atraído hacia abajo y, por tanto, mide con gran precisión las variaciones en la gravedad.

La gravedad a nivel del mar varía, aproximadamente, en un 0,6 % y, desde luego, es mínima en el ecuador. Tal diferencia no es apreciable en nuestra vida corriente, pero puede afectar a las plusmarcas deportivas. Las hazañas realizadas en los Juegos Olímpicos dependen, en cierta medida, de la latitud (y altitud) de la ciudad en que se celebran.

Un conocimiento de la forma exacta del geoide es esencial para levantar con precisión los mapas, y, en este sentido, puede afirmarse que se ha cartografiado con exactitud sólo un 7 % de la superficie terrestre. En la década de 1950, la distancia entre Nueva York y Londres, por ejemplo, sólo podía precisarse con un error de 1.600 m más o menos, en tanto que la localización de ciertas islas en el Pacífico se conocía sólo en una aproximación de varios kilómetros. Esto representa un inconveniente en la Era de los viajes aéreos y de los misiles. Pero, en realidad, hoy es posible levantar mapas exactos de forma bastante singular, no ya por mediciones terrestres, sino astronómicas. El primer instrumento de estas nuevas mediciones fue el satélite artificial *Vanguard I,* lanzado por Estados Unidos el 17 de marzo de 1958. Dicho satélite da una vuelta alrededor de la Tierra en dos horas y media, y en sus dos primeros años de vida ha efectuado ya mayor número de revoluciones en torno a nosotros que la Luna en todos los siglos de observación con el telescopio. Mediante las observaciones de la posición del *Vanguard I* en momentos específicos y a partir de determinados puntos de la Tierra, se han podido calcular con precisión las distancias entre otros puntos de observación. De esta forma, posiciones y distancias conocidas con un error de varios kilómetros, se pudieron determinar, en 1959, con un error máximo de un centenar de metros. (Otro satélite, el *Transit I-B,* lanzado por Estados Unidos el 13 de abril de 1960, fue el primero de una serie de ellos creada específicamente para establecer un sistema de localización exacta de puntos en la superficie de la Tierra, cosa que podría mejorar y simplificar en gran manera la navegación aérea y marítima.)

Al igual que la Luna, el *Vanguard I* circunda la Tierra describiendo una elipse que no está estudiada en el plano ecuatorial del Planeta. Tal como en el caso de la Luna, el perigeo (máxima aproximación) del *Vanguard I* varía a causa de la atracción ecuatorial. Dado que el *Vanguard I* está más cerca del ecuador terrestre y es mucho más pequeño que la Luna, sufre sus efectos con más intensidad. Si añadimos a esto su gran número de revoluciones, el efecto del ensanchamiento ecuatorial puede estudiarse con más detalle. Desde 1959 se ha comprobado que la variación del perigeo del *Vanguard I* no es la misma en el hemisferio Norte que en el Sur. Esto demuestra que el ensanchamiento no es completamente simétrico respecto al ecuador; parece ser 7,5 m más alto (o sea, que se halla 7,5 m más distante del centro de la Tierra) en los lugares situados al sur del ecuador que en los que se hallan al norte de éste. Cálculos más detallados mostraron que el polo Sur estaba 15 m más cerca del centro de la

Tierra (contando a partir del nivel del mar) que el polo Norte.

En 1961, una información más amplia, basada en las órbitas del *Vanguard I y* del *Vanguard II* (este último, lanzado el 17 de febrero de 1959), indica que el nivel del mar en el ecuador no es un círculo perfecto. El diámetro ecuatorial es 420 m (casi medio kilómetro) más largo en unos lugares que en otros.

La Tierra ha sido descrita como «piriforme» y el ecuador, como «ovoide». En realidad, estas desviaciones de la curva perfecta son perceptibles sólo gracias a las más sutiles mediciones. Ninguna visión de la Tierra desde el espacio podría mostrar algo parecido a una pera o a un huevo; lo máximo que podría verse sería algo semejante a una esfera perfecta. Además, detallados estudios del geoide han mostrado muchas regiones de ligeros achatamientos y ensanchamientos, por lo cual, si tuviésemos que describir adecuadamente la Tierra, podríamos decir que es parecida a una «mora».

Llegado el momento, los satélites incluso por métodos tan directos como tomar fotos detalladas de la superficie de la Tierra, han hecho posible trazar el mapa de todo el mundo, hasta una exactitud casi al milímetro.

Aviones y barcos que, de ordinario, determinan su posición con la referencia de las estrellas, puede llegar el momento en que lo hagan fijándose en las señales emitidas por *satélites de navegación,* sin tener en cuenta el tiempo, dado que las microondas penetran en nubes y nieblas. Incluso los submarinos, por debajo de la superficie del océano, pueden hacer lo mismo. Y todo esto realizarse con tanta precisión, que un transatlántico puede calcular la diferencia de posición entre su puente y su cocina.

Pesando la Tierra

Un conocimiento del tamaño y forma exactos de la Tierra permite calcular su volumen, que es de 1.083.319 x 16^6 km^3. Sin embargo, el cálculo de la masa de la Tierra es un problema mucho más complejo, aunque la ley de la gravitación, de Newton, nos proporciona algo para comenzar. Según Newton, la fuerza de la gravitación *(f)* entre dos objetos en el Universo puede ser expresada así:

$$f=Gm_1m_2/d^2$$

donde m_1 m_2 son las masas de los cuerpos considerados, y *d,* la distancia entre ellos, de centro a centro. Por lo que respecta a *g,* representa la «constante gravitatoria».

Newton no pudo precisar cuál era el valor de esta constante. No obstante, si conocemos los valores de los otros factores de la ecuación, podemos hallar *g,* por transposición de los términos:

$$g = fd^2 / m_1m_2$$

Por tanto, para hallar el valor de *g* hemos de medir la fuerza gravitatoria entre dos cuerpos de masa conocida, a una determinada distancia entre sí. El problema radica en que la fuerza gravitatoria es la más débil que conocemos. Y la atracción gravitatoria entre dos masas de un tamaño corriente, manejables, es casi imposible de medir.

Sin embargo, en 1798, el físico inglés Henry Cavendish —opulento y neurótico genio que vivió y murió en una soledad casi completa, pero que realizó algunos de los experimentos más interesantes en la historia de la Ciencia— consiguió realizar esta medición. Cavendish ató una bola, de masa conocida, a cada una de las dos puntas de una barra y suspendió de un delgado hilo esta especie de pesa de gimnasio. Luego colocó un par de bolas más grandes, también de masa conocida, cada una de ellas cerca de una de las bolas de la barra, en lugares opuestos, de forma que la atracción gravitatoria entre las bolas grandes, fijas, y las bolas pequeñas suspendidas, determinara el giro horizontal de la pesa colgada, con lo cual giraría también el hilo. Y, en realidad, la pesa giró, aunque muy levemente (fig. 4.1) Cavendish midió entonces

la fuerza que producía esta torsión del hilo, lo cual le dio el valor de *f.* Conocía también m_1 *y* m_2, las masas de las bolas, y *d,* la distancia entre las bolas atraídas. De esta forma pudo calcular el valor de *g.* Una vez obtenido éste, pudo determinar la masa de la Tierra, ya que puede medirse la atracción gravitatoria *(f)* de la Tierra sobre un cuerpo dado. Así, Cavendish «pesó la Tierra por primera vez».

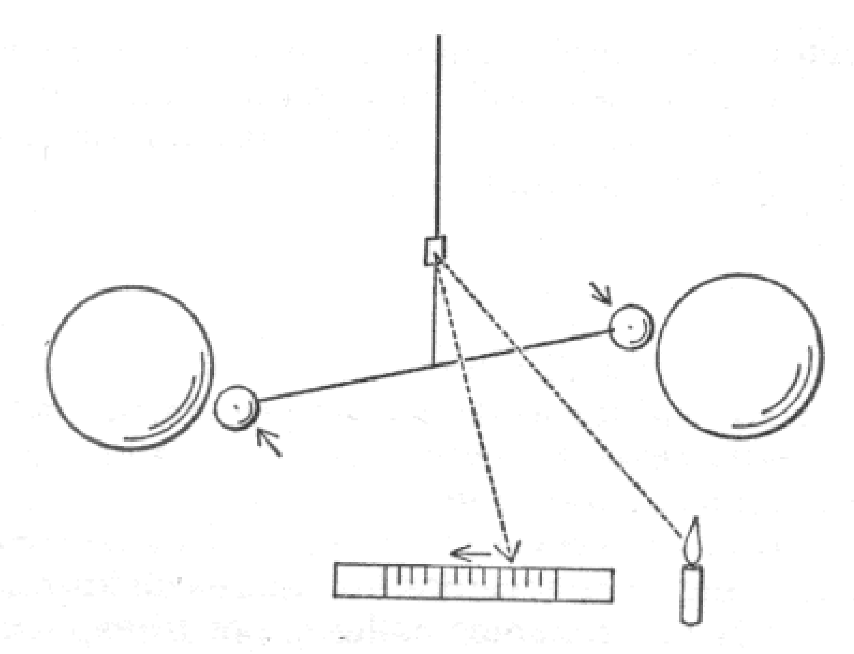


FIG. 4.1. *Aparato de Henry Cavendish para la medición de la gravedad. Las dos bolas pequeñas son atraídas por las dos mayores, dando lugar a la torsión del hilo del que están suspendidas. El espejo muestra el grado de este ligero balanceo, gracias a la desviación de la luz reflejada sobre la escala.*

Desde entonces, los sistemas de medición se han perfeccionado sensiblemente. En 1928, el físico americano Paul R. Heyl, del «United States Bureau of Standars», determinó que el valor de la *g* era de 0,00000006673 dinas/cm^2/g^2. Aunque no nos interesen estos tipos de unidades, observemos la pequenez de la cifra. Es una medida de la débil intensidad de la fuerza gravitatoria. Dos pesas de 500 g, colocadas a 30 cm de distancia, se atraen la una a la otra con una fuerza de sólo media milmillonésima de 28 g.

El hecho de que la Tierra misma atraiga tal peso con la fuerza de 500 g, incluso a una distancia de 6.000 km de su centro, subraya cuan grande es la masa de la Tierra. En efecto, es de 5,98 *x* 10^{21}1.

A partir de la masa y el volumen de la Tierra, su densidad media puede calcularse fácilmente. Es de unos 5,522 g/cm^3 (5,522 veces la densidad del agua). La densidad de las rocas en la superficie de la Tierra alcanza una media de solamente 2,8 g/cm^3, por lo cual debe ser mucho mayor la densidad del interior. ¿Aumenta uniforme y lentamente hacia el centro de la Tierra? La primera prueba de que no ocurre esto —es decir, que la Tierra está compuesta por una serie de capas diferentes— nos la brinda el estudio de los terremotos.

ESTRATOS DE LA TIERRA

Terremotos

No existen demasiados desastres naturales, que en cinco minutos lleguen a matar a centenares de miles de personas. Y entre éstos, el más común es el terremoto.

La Tierra sufre un millón de terremotos al año, incluyendo, por lo menos, 100 graves y 10 desastrosos. El más mortífero terremoto se supone que tuvo lugar al norte de la

provincia de Shensi, en China, en 1556, cuando resultaron muertas 830.000 personas. Otros terremotos casi igual de malos han tenido lugar en el Lejano Oriente. El 30 de diciembre de 1703, un terremoto mató a 200.000 personas en Tokyo, Japón, y el 11 de octubre de 1937, otro mató a 300.000 personas en Calcuta, India.

Sin embargo, en aquellos días, cuando la Ciencia se estaba desarrollando en Europa Occidental, no se prestó atención a los acontecimientos que ocurrían en el otro extremo del mundo. Pero entonces se produjo un desastre mucho más cerca de su hogar.

El 1.° de noviembre de 1755, un formidable terremoto —posiblemente, el más violento de los tiempos modernos— destruyó la ciudad de Lisboa, derribando todas las casas de la parte baja de la ciudad. Posteriormente, una enorme marea la barrió desde el Océano. Sesenta mil personas murieron, y la ciudad quedó convertida en un escenario dantesco.

El seísmo se dejó notar en un área de 1,6 millones de kilómetros cuadrados y causó importantes daños en Marruecos y Portugal. Debido a que era el día de Todos los Santos, la gente estaba en la iglesia, y se afirma que, en el sur de Europa, los fieles vieron cómo se balanceaban e inclinaban los candelabros en los templos.

El desastre de Lisboa causó una gran impresión en los científicos de aquel tiempo. Se trataba de una época optimista, en la que muchos pensadores creían que la nueva ciencia de Galileo y de Newton pondría en manos del hombre los medios para convertir la Tierra en un paraíso. Este desastre reveló que existían fuerzas demasiado gigantescas, imprevisibles, y en apariencia malignas, que se escapaban al dominio del hombre. El terremoto inspiró a Voltaire la famosa sátira pesimista *Candide,* con su irónico refrán de que «todo ocurre para lo mejor en este mejor de todos los mundos posibles».

Estamos acostumbrados a aceptar el hecho de la tierra firme trastornada por los efectos de un terremoto; pero también puede temblar, con efectos aún más devastadores, el fondo de los océanos. La vibración levanta enormes y lentas olas en el océano, las cuales, al alcanzar los bajíos superficiales en las proximidades de tierra firme, forman verdaderas torres de agua, que alcanzan alturas de 15 a 30 m. Si estas olas caen de improviso sobre zonas habitadas, pueden perecer miles de personas. El nombre popular de estas olas causadas por los terremotos es el de «desbordamientos de la marea», si bien se trata de un término erróneo. Pueden parecer enormes mareas, aunque sus causas son completamente distintas. Hoy se conocen con el nombre japonés de *tsunami,* denominación bien justificada, ya que las costas del Japón son especialmente vulnerables a tales olas.

Después del desastre de Lisboa, al que un *tsunami* contribuyó en parte, los científicos empezaron a considerar seriamente las causas de los terremotos. A este respecto, la mejor teoría aportada por los antiguos griegos fue la de Aristóteles, quien afirmaba que los temblores de tierra eran causados por las masas de aire aprisionadas en el interior de la Tierra, que trataban de escapar. No obstante, los sabios modernos sospecharon que podrían ser el resultado de la acción del calor interno de la Tierra sobre las tensiones operantes en el seno de las rocas sólidas.

El geólogo inglés John Michell —que había estudiado las fuerzas implicadas en la «torsión», utilizadas más tarde por Cavendish para medir la masa de la Tierra— sugirió, en 1760, que los movimientos sísmicos eran ondas emitidas por el deslizamiento de masas de rocas a algunos kilómetros de distancia de la superficie, y fue el primero en sugerir que los *tsunamis* eran el resultado de terremotos debajo del mar. A fin de estudiar con propiedad los terremotos, tenía que desarrollarse un instrumento para detectar y medir dichas ondas, lo cual no se consiguió hasta un siglo después del desastre de Lisboa. En 1855, el físico italiano Luigi Palmieri desarrolló el primer «sismógrafo» (del griego *seísmos* [agitación] y *grafo* [describir], o sea, «registro gráfico de terremoto»).

El invento de Palmieri consistió en un tubo horizontal vuelto hacia arriba en cada

extremo y lleno en parte de mercurio. Cuando el suelo se estremecía, el mercurio se movía de un lado a otro. Naturalmente, respondía a un terremoto, pero también a cualquier otra vibración, como, por ejemplo, la de un carro traqueteando en una calle cercana.

Un mecanismo mucho mejor, y el antecesor de los que se han usado desde entonces, fue construido en 1880 por un ingeniero inglés, John Milne. Cinco años antes había ido a Tokyo para enseñar geología y mientras permaneció allí tuvo amplia oportunidad de estudiar los terremotos, que son muy corrientes en el Japón. Su sismógrafo fue el resultado de todo ello.

En su forma más simple, el sismógrafo de Milne consiste en un bloque de gran masa, suspendido, por un muelle relativamente débil, de un soporte fijado firmemente al suelo rocoso. Cuando la Tierra se mueve, el bloque suspendido permanece inmóvil, debido a su inercia. Sin embargo, el muelle fijado al suelo rocoso se distiende o se contrae en cierto grado, según el movimiento de la Tierra, movimiento que es registrado sobre un tambor, el cual gira lentamente mediante una plumilla acoplada al bloque estacionario, y que traza el gráfico sobre un papel especial. Hoy se utilizan dos bloques: uno, para registrar las ondas de los terremotos que cruzan de Norte a Sur, y el otro, para las de Este a Oeste. Actualmente, los sismógrafos más sensibles, como el de la Universidad de Fordham, utilizan un rayo de luz en vez de la plumilla, para evitar la fricción de ésta sobre el papel. El rayo incide sobre papel sensibilizado, y, luego el trazado se revela como una fotografía.

Milne se sirvió de este instrumento para fundar estaciones para el estudio de los terremotos y fenómenos afines en varias partes del mundo, particularmente en el Japón. Hacia 1900, ya estaban en funcionamiento trece estaciones sismográficas, y hoy existen más de 500, que se extienden por todos los continentes, incluyendo la Antártida. Diez años después de la instalación de las primeras, lo correcto de la sugerencia de Michell de que los terremotos son causados por ondas propagadas a través del cuerpo de la Tierra, fue algo que quedó muy claro.

Este nuevo conocimiento de los terremotos no significa que ocurran con menos frecuencia, o que sean menos mortíferos cuando se presentan. En realidad, los años 1970 han sido muy ricos en graves terremotos.

El 27 de julio de 1976, un terremoto destruyó en China una ciudad al sur de Pekín y mató unas 650.000 personas. Fue el peor desastre de esta clase desde el de Shensi cuatro siglos atrás. Se produjeron otros terremotos en Guatemala, México, Italia, las Filipinas, Rumania y Turquía.

Esos terremotos no significan que nuestro planeta se esté haciendo menos estable. Los métodos modernos de comunicación han hecho algo normal que nos enteremos de los terremotos ocurridos en cualquier parte, a menudo con escenas instantáneas tipo testigo ocular, gracias a la Televisión, mientras que, en tiempos anteriores (incluso hace sólo unas décadas), las catástrofes distantes quedaban sin informar y con carencia total de noticias. Y lo que es más, los terremotos es más probable que constituyan una mayor catástrofe en la actualidad que en otros tiempos anteriores (incluso hace un siglo), dado que hay más gente en la Tierra, atestada con mucha mayor intensidad en las ciudades, y porque las estructuras artificiales, vulnerables a los terremotos, son mucho más numerosas y costosas.

Todo ello constituyen razones para elaborar métodos que predigan los terremotos antes de que ocurran. Los sismólogos buscan cambios significativos. El terreno puede estar abombado en algunos lugares. Las rocas, apartarse o romperse, absorbiendo agua o dejándola rezumar, por lo que los ascensos y descensos en los pozos artesianos resultarían significativos. También pueden existir cambios en el magnetismo natural de las rocas o en la conductividad eléctrica.

Los animales, conscientes de pequeñas vibraciones o alteraciones en el medio ambiente, que los seres humanos están demasiado alterados para percatarse de ellos, pueden comenzar a reaccionar de una manera nerviosa.

En particular, los chinos han comenzado a reunir toda clase de informes de cualquier cosa inusual, incluso la pintura que se descascarilla, y se ha comentado que se predijo un terremoto, en el norte de China, el 4 de febrero de 1975. Por lo tanto, la gente abandonó sus hogares para dirigirse a campo abierto en las afueras de la ciudad, y miles de vidas se salvaron. Sin embargo, el más grave de los terremotos *no* fue previsto.

Existe también el asunto de que, aunque las predicciones pueden ser ahora más seguras, las advertencias tal vez hagan más daño que bien. Una falsa alarma perturbaría la vida y la economía, causando más estragos que un auténtico terremoto. Además, tras una o dos falsas alarmas, se ignoraría una previsión que sería correcta.

Se calcula que los terremotos más violentos liberan una energía igual a la de 100.000 bombas atómicas corrientes, o bien la equivalente a un centenar de grandes bombas de hidrógeno, y sólo gracias a que se extienden por un área inmensa, su poder destructor queda atenuado en cierta forma. Pueden hacer vibrar la Tierra como si se tratara de un gigantesco diapasón. El terremoto que sacudió a Chile en 1960 produjo en el Planeta una vibración de una frecuencia ligeramente inferior a una vez por hora (20 octavas por debajo de la escala media del do y completamente audible).

La intensidad sísmica se mide con ayuda de una escala, que va del O al 9 y en la que cada número representa una liberación de energía diez veces mayor que la del precedente. (Hasta ahora no se ha registrado ningún seísmo de intensidad superior a 9; pero el terremoto que se produjo en Alaska el Viernes Santo de 1964, alcanzó una intensidad de 8,5.) Tal sistema de medición se denomina «escala Richter» porque la propuso, en 1935, el sismólogo americano Charles Francis Richter.

Un aspecto favorable de los terremotos es que no toda la superficie de la Tierra se halla igualmente expuesta a sus peligros, aunque no constituya un gran consuelo para aquellos que viven en las regiones más expuestas.

Cerca del 80 % de la energía de los terremotos se libera en jas áreas que bordean el vasto océano Pacífico. Otro 15 % lo hace en una faja que cruza el Mediterráneo, y que lo barre de Este a Oeste. Estas zonas de terremotos (véase la figura 4.2)

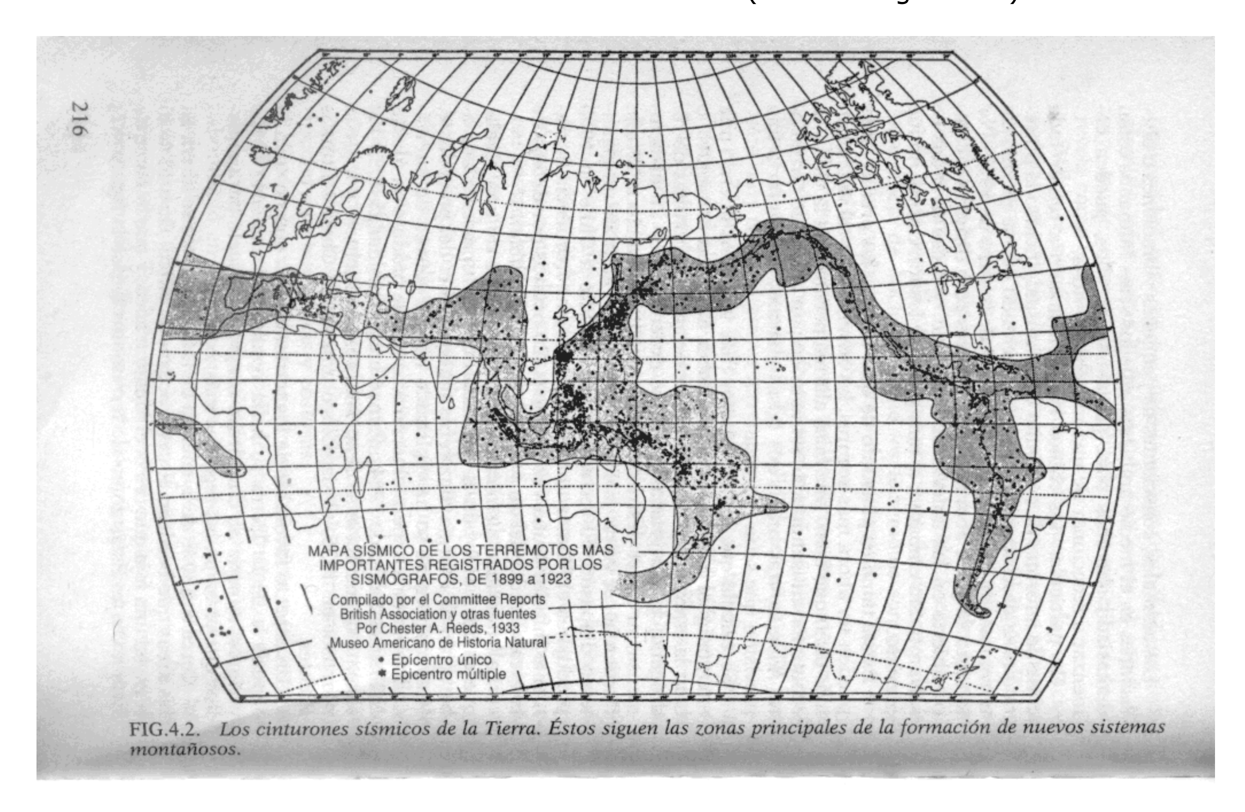


FIG.4.2. *Los cinturones sísmicos de la Tierra. Éstos siguen las zonas principales de la formación de nuevos sistemas montañosos.*

aparecen estrechamente asociadas con las áreas volcánicas, *razón* por la cual se asoció con los movimientos sísmicos el efecto del calor interno.

Volcanes

Los volcanes son fenómenos naturales tan aterradores como los terremotos y mucho más duraderos, aunque sus efectos quedan circunscritos, por lo general, a áreas más reducidas. Se sabe de unos 500 volcanes que se han mantenido activos durante los tiempos históricos; dos terceras partes de ; ellos se hallan en las márgenes del Pacífico.

En raras ocasiones, cuando un volcán apresa y recalienta formidables cantidades de agua, desencadena tremendas catástrofes, si bien ocurre raras veces. El 26-27 de agosto de 1883, la pequeña isla volcánica de Krakatoa, en el estrecho entre Sumatra y Java, hizo explosión con un impresionante estampido que, al parecer, ha sido el más fragoroso de la Tierra durante los tiempos históricos. Se oyó a 4.800 km de distancia, y, desde luego, lo registraron también muy diversos instrumentos, diseminados por todo el Globo terráqueo. Las ondas sonoras dieron varias vueltas al planeta. Volaron por los aires 8 km^3 de rocas. Las cenizas oscurecieron el cielo, cubrieron centenares de kilómetros cuadrados y dejaron en la estratosfera un polvillo que hizo brillar las puestas de Sol durante varios años. El *tsunami* con sus olas de 30 m de altura, causó la muerte a 36.000 personas en las playas de Sumatra y Java. Su oleaje se detectó en todos los rincones del mundo.

Es muy probable que un acontecimiento similar, de consecuencias más graves aún, se produjera hace 3.000 años en el Mediterráneo. En 1967, varios arqueólogos americanos descubrieron vestigios de una ciudad enterrada bajo cenizas, en la pequeña isla de Thera, unos 128 km al norte de Creta. Al parecer estalló, como el Krakatoa, allá por el 1400 a. de J.C. El *tsunami* resultante asoló la isla de Creta, sede de una floreciente civilización, cuyo desarrollo databa de fechas muy remotas. No se recuperó jamás de tan tremendo golpe. Ello acabó con el dominio marítimo de Creta, el cual fue seguido por un período inquieto y tenebroso. Y pasarían muchos siglos para que aquella zona lograse recuperar una mínima parte de su pasado esplendor. La dramática desaparición de Thera quedó grabada en la memoria de los supervivientes, y su leyenda pasó de unas generaciones a otras, con los consiguientes aditamentos. Tal vez diera origen al relato de Platón sobre la Atlántida, la cual se refería once siglos después de la desaparición de Thera y la civilización cretense.

Sin embargo, quizá la más famosa de las erupciones volcánicas sea una bastante pequeña comparada con la de Krakatoa o Thera. Fue la erupción del Vesubio (considerado entonces como un volcán apagado) que sepultó Pompeya y Herculano, dos localidades veraniegas de los romanos. El famoso enciclopedista Cayo Plinio Secundo (más conocido como Plinio *el Viejo)* murió en aquella catástrofe, descrita por un testigo de excepción: Plinio *el Joven,* sobrino suyo.

En 1763 se iniciaron las excavaciones metódicas de las dos ciudades sepultadas. Tales trabajos ofrecieron una insólita oportunidad para estudiar los restos, relativamente bien conservados, de una ciudad del período más floreciente de la Antigüedad.

Otro fenómeno poco corriente es el nacimiento de un volcán. El 20 de febrero de 1943 se presenció en México tan impresionante fenómeno. En efecto, surgió lentamente un volcán en lo que había sido hasta entonces un idílico trigal de Paricutín, aldea situada 321 km al oeste de la capital mexicana. Ocho meses después se había transformado en un ceniciento cono, de 450 m de altura. Naturalmente, hubo que evacuar a los habitantes de la aldea.

En conjunto, entre otros, los norteamericanos, no han sido muy conscientes de las erupciones volcánicas, que parecen, en su mayor parte, ocurrir en países extranjeros. En realidad, el volcán activo más importante se encuentra en la isla de Hawai, que ha sido posesión estadounidense durante más de ochenta años, y es un Estado norteamericano desde hace más de treinta. Kilauea tiene un cráter con un área de 6 kilómetros cuadrados, y se halla frecuentemente en erupción. Las erupciones no son nunca explosivas, no obstante, y aunque la lava fluye periódicamente, se mueve con la suficiente lentitud como para causar pocas pérdidas de vidas, aunque en ocasiones se produce destrucción de propiedades. Ha permanecido inusualmente activo en 1983.

La Cascada Range, que sigue la línea costera del Pacífico (de 160 a 225 kilómetros tierra adentro), desde el norte de California hasta el sur de la Columbia británica, tiene bastantes picos famosos, como el monte Hood y el monte Rainer, que se sabe se trata de volcanes extintos. Aunque están extinguidos, se piensa poco en ellos, aunque un volcán puede yacer dormido durante siglos y luego volver rugiente a la vida.

Este hecho ha sido desvelado a los norteamericanos en conexión con el monte Santa Elena, en la parte sudcentral del Estado de Washington. Entre 1831 y 1854, había permanecido activo, pero entonces no vivían muchas personas allí, y los detalles resultaron vagos. Durante un siglo y un tercio, permaneció absolutamente tranquilo, pero luego, el 18 de mayo de 1980, tras algunos rugidos y estremecimientos preliminares, erupcionó de repente. Veinte personas, que no habían tomado la precaución elemental de dejar la región, resultaron muertas, y se informó de que más de un centenar de personas más desaparecieron. Ha permanecido activo desde entonces: no ha habido muchas erupciones volcánicas, pero ha sido la primera de las mismas en los cuarenta y ocho Estados contiguos durante mucho tiempo.

Existe más en las erupciones volcánicas que pérdidas inmediatas de vidas. En las erupciones gigantes, vastas cantidades de polvo son lanzadas muy alto en la atmósfera, y pasará mucho tiempo antes de que el polvo se sedimente. Tras la erupción del Krakatoa, se dieron magníficas puestas de Sol durante un largo período a causa del polvo esparcido entre la luz del Sol poniente. Un efecto mucho menos benigno es que el polvo refleje la luz del Sol, por lo que alcanza la superficie de la Tierra menos calor solar durante un largo tiempo.

A veces, el efecto ulterior es relativamente local aunque catastrófico. En 1873, el volcán de Lai, en la zona sudcentral de Islandia, entró en erupción. La lava llegó a cubrir 400 kilómetros cuadrados durante una erupción de dos años, pero no produjo más que un pequeño daño directo. La ceniza y el dióxido de azufre, sin embargo, se esparcieron por casi toda Islandia, e incluso llegaron a Escocia. La ceniza oscureció el cielo, por lo que las cosechas, al no poder disfrutar de la luz del Sol, murieron. Los humos de dióxido de azufre mataron las tres cuartas partes de los animales domésticos de la isla. Tras perder las cosechas y morir los animales, 10.000 islandeses, un quinto de la población total de la isla, murieron de hambre y enfermedades.

El 7 de abril de 1815, el monte Tambora, en una pequeña isla al este de Java, estalló. Cincuenta kilómetros cúbicos de rocas y polvo fueron lanzadas a la atmósfera superior. Por esta razón, la luz solar fue reflejada en una mayor extensión de la acostumbrada, y las temperaturas de la Tierra fueron rnás bajas de lo usual durante más o menos un año. Por ejemplo, en Nueva Inglaterra, 1815 fue un año desacostumbradamente frío, y se produjeron olas de frío en cada mes del año, incluso en julio y agosto. Se le llamó «el año sin verano».

A veces, los volcanes matan inmediatamente, pero no de forma necesaria a través de la lava o incluso de la ceniza. El 8 de mayo de 1902, el monte Pelee, en la isla de la Martinica, en las Indias Occidentales, entró en erupción. La explosión produjo una gruesa nube de gases al rojo vivo y humos. Estos gases se esparcieron con rapidez por el flanco de la montaña y se dirigieron en línea recta hacia Saint-Pierre, la ciudad principal de la isla. En tres minutos, murieron de asfixia en la ciudad 38.000 personas. El único superviviente fue un criminal recluido en una prisión subterránea, que iba a ser colgado aquel mismo día, si todos los demás no hubiesen muerto...

Formación de la corteza terrestre

La investigación moderna sobre los volcanes y el papel que desempeñan en la formación de la mayor parte de la corteza terrestre la inició el geólogo francés Jean-Étienne Guettard, a mediados del siglo XVII. A finales del mismo siglo, los solitarios esfuerzos del geólogo alemán Abraham Gottlob Werner popularizaron la falsa noción de que la mayor parte de las rocas tenían un origen sedentario, a partir del océano, que en tiempos remotos había sido el «ancho mundo» («neptunismo»). Sin embargo, el peso de la evidencia, particularmente la presentada por Hutton, demostró que la

mayor parte de las rocas habían sido formadas a través de la acción volcánica («plutonismo»). Tanto los volcanes como los terremotos podrían ser la expresión de la energía interna de la Tierra, que se origina, en su mayoría, a partir de la radiactividad (capítulo 7).

Una vez los sismógrafos proporcionaron datos suficientes de las ondas sísmicas, comprobóse que las que podían estudiarse con más facilidad se dividían en dos grandes grupos: «ondas superficiales» y «ondas profundas». Las superficiales siguen la curva de la Tierra; en cambio, las profundas viajan por el interior del Globo y, gracias a que siguen un camino más corto, son las primeras en llegar al sismógrafo. Estas ondas profundas se dividen, a su vez, en dos tipos: primarias («ondas P») y secundarias («ondas S») (figura 4.3). Las primarias, al igual que las sonoras, se mueven en virtud de la compresión y expansión alternativas del medio (para representárnoslas podemos imaginar, por un momento, el movimiento de un acordeón, en que se dan fases alternas de compresión y expansión). Tales ondas pueden desplazarse a través de cualquier medio, sólido o fluido. Por el contrario, las ondas secundarias siguen la forma familiar de los movimientos de una serpiente, o sea, que progresan en ángulos rectos a la dirección del camino, por lo cual no pueden avanzar a través de líquidos o gases.

Las ondas primarias se mueven más rápidamente que las secundarias y, en consecuencia, alcanzan más pronto la estación sismográfica. A partir del retraso de las ondas secundarias, se puede determinar la distancia a que se ha producido el terremoto. Y su localización, o «epicentro» —lugar de la superficie de la Tierra situado directamente sobre el fenómeno— puede precisarse con todo detalle midiendo las distancias relativas a partir de tres o más estaciones: los tres radios originan otros tantos círculos, que tienen su intersección en un punto único.

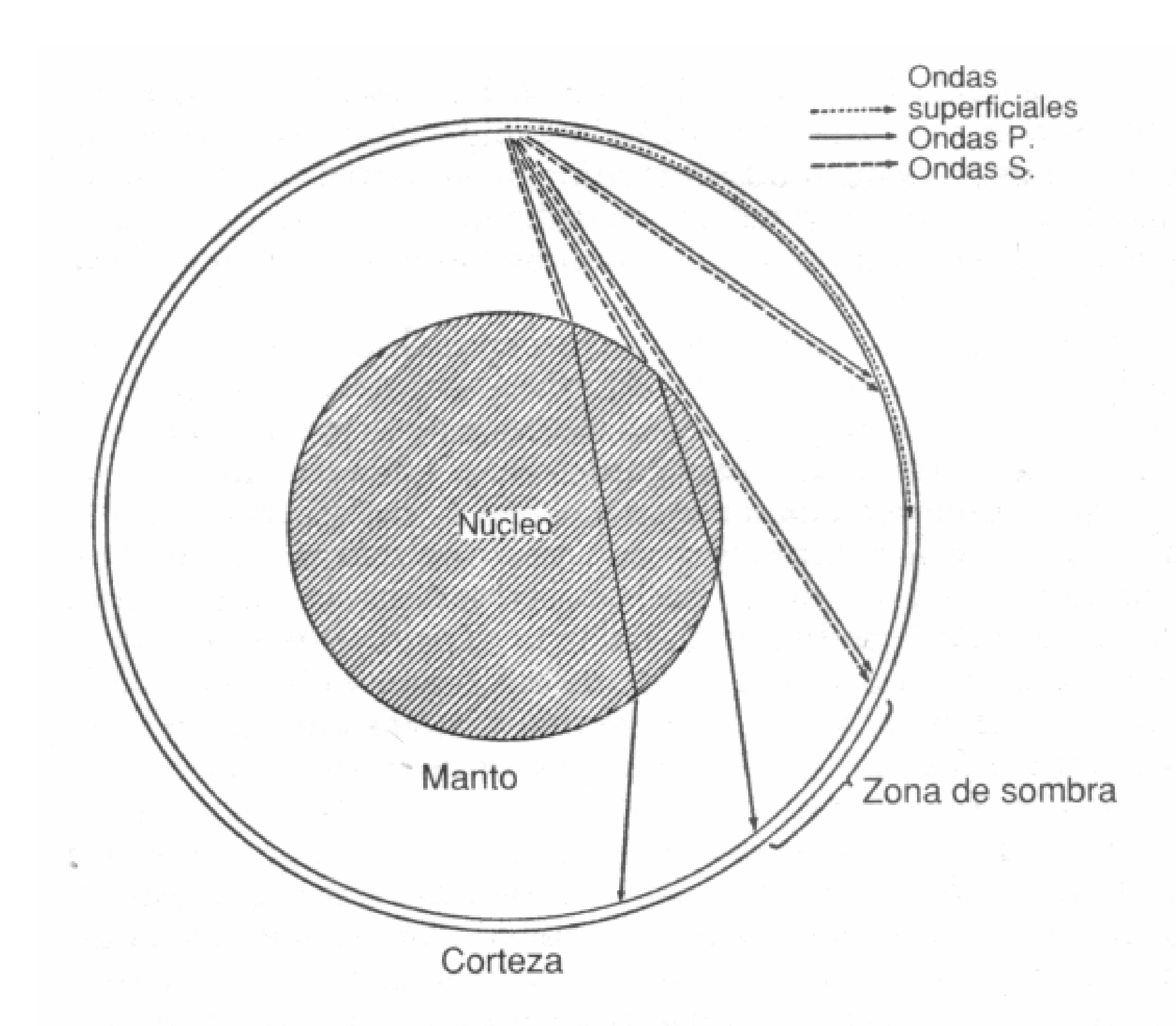


FIG. 4.3. *Rutas que siguen las ondas sísmicas en el interior de la Tierra. Las ondas superficiales se desplazan a lo largo de la corteza. El núcleo líquido de la Tierra refracta las ondas profundas de tipo P. Las ondas S no pueden desplazarse a través del núcleo.*

La velocidad, tanto de las ondas P como de las S, viene afectada por el tipo de roca, la temperatura y la presión, como han demostrado los estudios de laboratorio. Por tanto, las ondas sísmicas pueden ser utilizadas como sondas para investigar las condiciones existentes bajo la superficie de la Tierra.

Una onda primaria que corra cerca de la superficie, se desplaza a una velocidad de 8 km/seg. A 1.600 por debajo de la superficie y a juzgar por sus tiempos de llegada, correría a 12 km/seg. De modo semejante, una onda secundaria se mueve a una velocidad de menos de 5 km/seg cerca de la superficie, y a 6 km/seg a una profundidad de 1.600 km. Dado que un incremento en la velocidad revela un aumento en la densidad, podemos calcular la densidad de la roca debajo de la superficie. En la superficie, como ya hemos dicho, la densidad media es de 2,8 g/cm^3. A 1.600 km por debajo, aumenta a 5 g/cm^3 y a 2.800 km es ya de unos 6 g/cm^3.

Al alcanzar la profundidad de 2.800 km se produce un cambio brusco. Las ondas secundarias desaparecen. En 1906, el geólogo británico R. D. Oldham supuso que esto se debería a que la región existente debajo de esta cota es líquida: las ondas alcanzarían en ella la frontera del «núcleo líquido» de la Tierra. Al mismo tiempo, las ondas primarias que alcanzan este nivel cambian repentinamente de dirección; al parecer, son refractadas al penetrar en dicho núcleo líquido.

El límite del núcleo líquido se llama «discontinuidad de Gutenberg», en honor del geólogo americano Beño Gutenberg, quien, en 1914, lo definió y mostró que el núcleo se extiende hasta los 3.475 km a partir del centro de la Tierra. En 1936, el matemático

australiano Keith Edward Bullen estudió las diversas capas profundas de la Tierra y calculó su densidad tomando como referencia los datos sobre seísmos. Confirmaron este resultado los datos obtenidos tras el formidable terremoto de Chile en 1960. Así, pues, podemos afirmar que, en la discontinuidad de Gutenberg, la densidad de la materia salta de 6 a 9, y desde aquí, hasta el centro, aumenta paulatinamente a razón de 11,5 g/cm^3.

El núcleo líquido

¿Cuál es la naturaleza del núcleo líquido? Debe de estar compuesto por una sustancia cuya densidad sea de 9 a 11,5 g/cm^3 en las condiciones de temperatura y presión reinantes en el núcleo. Se estima que la presión va desde las 20.000 t/cm^2 en el límite del núcleo líquido, hasta las 50.000 t/cm^2 en el centro de la Tierra. La temperatura es, sin duda, menor. Basándose en el conocimiento de la proporción en que se incrementa la temperatura con la profundidad en las minas, y en la medida en que las rocas pueden conducir el calor, los geólogos estiman, aproximadamente, que las temperaturas en el núcleo líquido pueden alcanzar los 5.000° C. (El centro del planeta Júpiter, mucho mayor, puede llegar a los 500.000°.)

La sustancia del núcleo debe estar constituida por algún elemento lo bastante corriente como para poder formar una esfera de la mitad del diámetro de la Tierra y un tercio de su masa. El único elemento pesado corriente en el Universo es el hierro. En la superficie de la Tierra, su densidad es sólo de 7,86 g/cm^3; pero bajo las enormes presiones del núcleo podría alcanzar una densidad del orden antes indicado, o sea, de 9 a 12 g/cm^3. Más aún, en las condiciones del centro de la Tierra sería líquido.

Por si fuera necesaria una mayor evidencia, ésta es aportada por los meteoritos, los cuales pueden dividirse en dos amplias clases: meteoritos «rocosos», formados principalmente por silicatos, y meteoritos «férricos», compuestos de un 90 % de hierro, un 9 % de níquel y un 1 % de otros elementos. Muchos científicos opinan que los meteoritos son restos de planetas desintegrados; si fuese así, los meteoritos de hierro podrían ser partes del núcleo líquido del planeta en cuestión, y los meteoritos rocosos, fragmentos de su manto. (Ya en 1866, o sea, mucho tiempo antes de que los sismólogos demostraran la naturaleza del núcleo de la Tierra, la composición de los meteoritos de hierro sugirió al geólogo francés Gabriel-Auguste Daubrée, que el núcleo de nuestro planeta estaba formado por hierro.)

La mayoría de los geólogos aceptan hoy como una realidad el hecho de un núcleo líquido de níquel-hierro, por lo que se refiere a la estructura de la Tierra, idea que fue más elaborada posteriormente. En 1936, el geólogo danés I. Lehmann, al tratar de explicar el desconcertante hecho de que algunas ondas primarias aparezcan en una «zona de sombras», de la mayor parte de cuya superficie quedan excluidas tales ondas, sugirió que lo que determinaba una nueva inflexión en las ondas era una discontinuidad en el interior del núcleo, a unos 1.290 km del centro, de forma que algunas de ellas penetraban en la zona de sombra. Gutenberg propugnó esta teoría, y en la actualidad muchos geólogos distinguen un «núcleo externo», formado por níquel y hierro líquidos, y un «núcleo interno», que difiere del anterior en algún aspecto, quizás en su naturaleza sólida o en su composición química, ligeramente distinta. Como resultado de los grandes temblores de tierra en Chile, en 1969, todo el globo terrestre experimentó lentas vibraciones, a frecuencias que eran iguales a las previstas si se tenía en cuenta sólo el núcleo interno. Esto constituyó una sólida prueba en favor de su existencia.

El manto de la Tierra

La porción de la Tierra que circunda el núcleo de níquel-hierro se denomina «manto». En apariencia está compuesto por silicatos, pero, a juzgar por la velocidad de las ondas sísmicas que discurren a través de ellos, estos silicatos difieren de las típicas rocas de la superficie de la Tierra, algo que demostró por vez primera, en 1919, el físico-químico americano Leason Heberling Adams. Sus propiedades sugieren que son rocas de tipo «olivino» (de un color verde oliva, como indica su nombre), las cuales son, comparativamente, ricas en magnesio y hierro y pobres en aluminio.

El manto no se extiende hasta la superficie de la Tierra. Un geólogo croata, Andrija Mohorovicic, mientras estudiaba las ondas causadas por un terremoto en los Balcanes en 1909, llegó a la conclusión de que existía un claro incremento en la velocidad de las ondas en un punto que se hallaría a unos 32 km de profundidad. Esta «discontinuidad» de Mohorovicic (llamada, simplemente, «Moho») se acepta hoy como la superficie límite de la «corteza» terrestre.

La índole de esta corteza y del manto superior ha podido explorarse mejor gracias a las «ondas superficiales». Ya nos hemos referido a esto. Al igual que las «ondas profundas», las superficiales se dividen en dos tipos. Uno de ellos lo constituyen las llamadas «ondas Love» (en honor de su descubridor A. E. H. Love). Las tales ondas son ondulaciones horizontales semejantes, por su trazado, al movimiento de la serpiente al reptar. La otra variedad, la componen las «ondas Rayleigh» (llamadas así en honor del físico inglés John William Strutt, Lord Rayleigh). En este caso, las ondulaciones son verticales, como las de una serpiente marina al moverse en el agua.

El análisis de estas ondas superficiales —en particular, el realizado por Maurice Ewing, de la Universidad de Columbia— muestra que la corteza tiene un espesor variable. Su parte más delgada se encuentra bajo las fosas oceánicas, donde la discontinuidad de Moho se halla en algunos puntos, sólo a 13-16 km bajo el nivel del mar. Dado que los océanos tienen en algunos lugares, de 8 a 11 km de profundidad, la corteza sólida puede alcanzar un espesor de sólo unos 5 km bajo las profundidades oceánicas. Por otra parte, la discontinuidad de Moho discurre, bajo los continentes, a una profundidad media de 32 km por debajo del nivel del mar (por ejemplo, bajo Nueva York es de unos 35 km), para descender hasta los 64 km bajo las cadenas montañosas. Este hecho, combinado con las pruebas obtenidas a partir de mediciones de la gravedad, muestra que la roca es menos densa que el promedio en las cadenas montañosas.

El aspecto general de la corteza es el de una estructura compuesta por dos tipos principales de roca: basalto y granito; este último, de densidad inferior, que cabalga sobre el basalto, forma los continentes y —en los lugares en que el granito es particularmente denso— las montañas (al igual que un gran iceberg emerge a mayor altura del agua que otro más pequeño). Las montañas jóvenes hunden profundamente sus raíces graníticas en el basalto; pero a medida que las montañas son desgastadas por la erosión, se adaptan ascendiendo lentamente (para mantener el equilibrio de masas llamado «isóstasis», nombre sugerido, en 1889, por el geólogo americano Clarence Edward Dutton). En los Apalaches —una cadena montañosa muy antigua—, la raíz casi ha aflorado ya.

El basalto que se extiende bajo los océanos está cubierto por una capa de roca sedimentaria de unos 400 a 800 m de espesor. En cambio, hay muy poco o ningún granito —por ejemplo, el fondo del Pacífico está completamente libre del mismo—. El delgado espesor de la corteza sólida bajo los océanos ha sugerido un espectacular proyecto. ¿Por qué no abrir un agujero a través de la corteza, hasta llegar a la discontinuidad de Moho, y obtener una muestra del manto, con objeto de conocer su composición? No sería una tarea fácil; para ello habría que anclar un barco sobre un sector abisal del océano, bajar la máquina perforadora a través de varios kilómetros de agua y taladrar el mayor espesor de roca que nunca haya sido perforado jamás. Pero se ha perdido el antiguo entusiasmo por el proyecto.

La «flotación» del granito sobre el basalto sugiere, inevitablemente, la posibilidad de una «traslación o deriva continental». En 1912, el geólogo alemán Alfred Lothar Wegener sugirió que los continentes formaban al principio una única masa de granito, a la que denominó «pangea» («Toda la Tierra»). Dicha masa se fragmentaría en algún estadio precoz de la historia de la Tierra, lo cual determinaría la separación de los continentes. Según dicho investigador, las masas de tierra firme seguirían separándose entre sí. Por ejemplo, Groenlandia se alejaría de Europa a razón de casi 1 m por año. Lo que sugirió la idea de la deriva de los continentes fue principalmente el hecho de que la costa Este de Sudamérica parecía encajar, como los dientes de una sierra, en la forma de la costa Oeste de África lo cual, por otra parte, había hecho concebir a Francis Bacon, ya en 1620, ideas semejantes.

Durante medio siglo, la teoría de Wegner no gozó de gran aceptación. Incluso en fechas tan recientes como 1960, cuando se publicó la primera edición de este libro, me creí obligado a rechazarla categóricamente, dejándome guiar por la opinión geofísica predominante en aquellas fechas. El argumento más convincente entre los muchos esgrimidos contra ella fue el de que el basalto subyacente en ambos océanos y continentes era demasiado rígido para tolerar la derivación oblicua del granito continental.

Y, sin embargo, adquirieron una preponderancia impresionante las pruebas aportadas para sustentar la suposición de que el océano Atlántico no existía en tiempos remotos y que, por tanto, los continentes hoy separados constituían entonces una sola masa continental. Si se acoplaban ambos continentes no por los perfiles de sus costas —accidentes, al fin y al cabo, debidos a nivel corriente del mar—, sino por el punto central de la plataforma continental —prolongación submarina de los continentes que estuvo al descubierto durante las edades de bajo nivel marino—, el encaje sería muy satisfactorio a todo lo largo del Atlántico, tanto en la parte Norte como en la parte Sur. Por añadidura, las formaciones rocosas del África Occidental se emparejan a la perfección con las correspondientes formaciones de la Sudamérica Oriental. La traslación pretérita de los polos magnéticos nos parecerá menos sorprendente si consideramos que dicho movimiento errático no es de los polos, sino de los continentes.

No existen sólo pruebas geográficas de Pangea y de su desaparición. La evidencia biológica es incluso más fuerte. Por ejemplo, en 1965 se encontró en la Antártida un hueso fósil de 8 cm de anfibio extinto. Una criatura así no podía haber vivido tan cerca del Polo Sur, por lo que la Antártida debió en un tiempo encontrarse mucho más lejos del polo o, por lo menos, con una temperatura más templada. El anfibio no podría haber cruzado ni siquiera una estrecha faja de agua salada, por lo que la Antártida debió formar parte de un cuerpo mayor de tierra, que contuviese unas áreas más cálidas. Este registro fósil, por lo general (del que hablaré en el capítulo 16), se halla en el mismo caso de la existencia, en un tiempo, y de la subsiguiente desaparición, de Pangea.

Resulta importante poner énfasis aquí en la base de la oposición de los geólogos a Wegener. La gente que se encuentra en los rebordes de las áreas científicas, frecuentemente justifican sus dudosas teorías insistiendo en que los científicos tienden a ser dogmáticos, con sus mentes cerradas a nuevos trabajos (lo cual es bastante cierto en algunos casos y en algunas épocas, aunque nunca en la extensión que alegan los teóricos de «los flecos»). Frecuentemente usaron a Wegener y a su deriva continental como un ejemplo, y en ello se equivocaron.

Los geólogos no objetaron el *concepto* de Pangea y su desaparición. Incluso fueron consideradas esperanzadamente algunas sugerencias radicales acerca de la manera en que la vida se extendió por la Tierra. Wegener avanzó la noción de grandes bloques de granito que derivaron a través de un «océano» de basalto. Existían serias razones para objetar esto, y estas razones siguen hoy en pie. Los continentes no derivan por el basalto.

Así, pues, algunos otros mecanismos deben ser tenidos en cuenta para las indicaciones geográficas y biológicas de los cambios continentales de posición, un mecanismo que es más plausible y para el cual existen pruebas. Discutiré estas evidencias más adelante en este capítulo, pero, hacia 1960, el geólogo norteamericano Harry Hammond Hess pensó que es razonable, sobre la base de los nuevos hallazgos, sugerir que el material fundido del manto debió surgir, a lo largo de ciertas líneas de fractura, por ejemplo, que recorren el océano Atlántico, y verse forzado hacia un lado acerca de la parte superior del manto, enfriándose y endureciéndose. El suelo del océano es, de esta manera, abierto y alargado. De este modo, no es que los continentes deriven, sino que son separados por un esparcimiento del suelo oceánico.

Por tanto, es posible que haya existido la Pangea, incluso hasta fechas geológicamente recientes, es decir, hasta hace 225 millones de años, cuando empezaba el predominio de los dinosaurios. A juzgar por la distribución de plantas y animales, la fragmentación

se intensificaría hace unos 200 millones de años. Entonces se fragmentaría en tres partes la Pangea. La parte septentrional (Norteamérica, Europa y Asia), denominada «Laurasia»; la parte meridional (Sudamérica, África y la India), llamada «Gondwana», nombre que tomó de una provincia india; la Antártida y Australia formarían la tercera parte.

Hace unos 65 millones de años, cuando los dinosaurios ya se habían extinguido y reinaban los mamíferos, Sudamérica se separó de África por el Oeste y la India, por el Este, para trasladarse hacia el Asia Meridional. Por último, Norteamérica se desprendió de Europa, la India se unió a Asia (con el plegamiento himalayo en la conjunción), Australia rompió su conexión con la Antártida y surgieron las características continentales que hoy conocemos. (Para los cambios continentales, véase la figura 4.4.)

El origen de la Luna

Se hizo otra sugerencia más sorprendente aún acerca de los cambios que pudieran haberse producido en la Tierra a lo largo de los períodos geológicos. Tal sugerencia se remonta a 1879, cuando el astrónomo británico George Howard Darwin (hijo de Charles Darwin) insinuó que la Luna podría ser un trozo de la Tierra desgajado de ésta en tiempos primigenios y que dejaría como cicatriz de tal separación el océano Pacífico.

Esta idea es muy sugestiva, puesto que la Luna representa algo más del 1 % de la masa combinada Tierra-Luna, y es lo suficientemente pequeña como para que su diámetro encaje en la fosa del Pacífico. Si la Luna estuviese compuesta por los estratos externos de la Tierra, sería explicable la circunstancia de que el satélite no tenga un núcleo férreo y su densidad sea muy inferior a la terrestre, así como la inexistencia de granito continental en el fondo del Pacífico.

Ahora bien, la separación Tierra-Luna parece improbable por diversas razones, y hoy prácticamente ningún astrónomo ni geólogo cree que pueda haber ocurrido tal cosa (recordemos, no obstante, el destino reservado a la teoría sobre la deriva de los continentes). Sea como fuere, la Luna parece haber estado antes más cerca de nosotros que ahora.

La atracción gravitatoria de la Luna origina mareas tanto en los océanos como en la corteza terrestre. Mientras la Tierra gira, el agua oceánica experimenta una acción de arrastre en zonas poco profundas y, por otra parte, las capas rocosas se frotan entre sí, con sus movimientos ascendentes y descendentes. Esa fricción implica una lenta conversión, en calor, de la energía terrestre de rotación, y, por tanto, el período rotatorio se acrecienta gradualmente. El efecto no es grande en términos humanos, pues el día se alarga un segundo cada cien mil años. Como quiera que la Tierra pierde energía rotatoria, se debe conservar el momento angular. La Luna gana lo que pierde la Tierra. Su velocidad aumenta al girar alrededor de la Tierra, lo cual significa que se aleja de ella y que, al hacerlo, deriva con gran lentitud.

Si retrocedemos en el tiempo hacia el lejano pasado geológico, observaremos que la rotación terrestre se acelera, el día se acorta significativamente, la Luna se halla bastante más cerca, y el efecto, en general, causa una impresión de mayor rapidez. Darwin hizo cálculos retroactivos con objeto de determinar cuándo estuvo la Luna lo suficientemente cerca de la Tierra como para formar un solo cuerpo. Pero sin ir

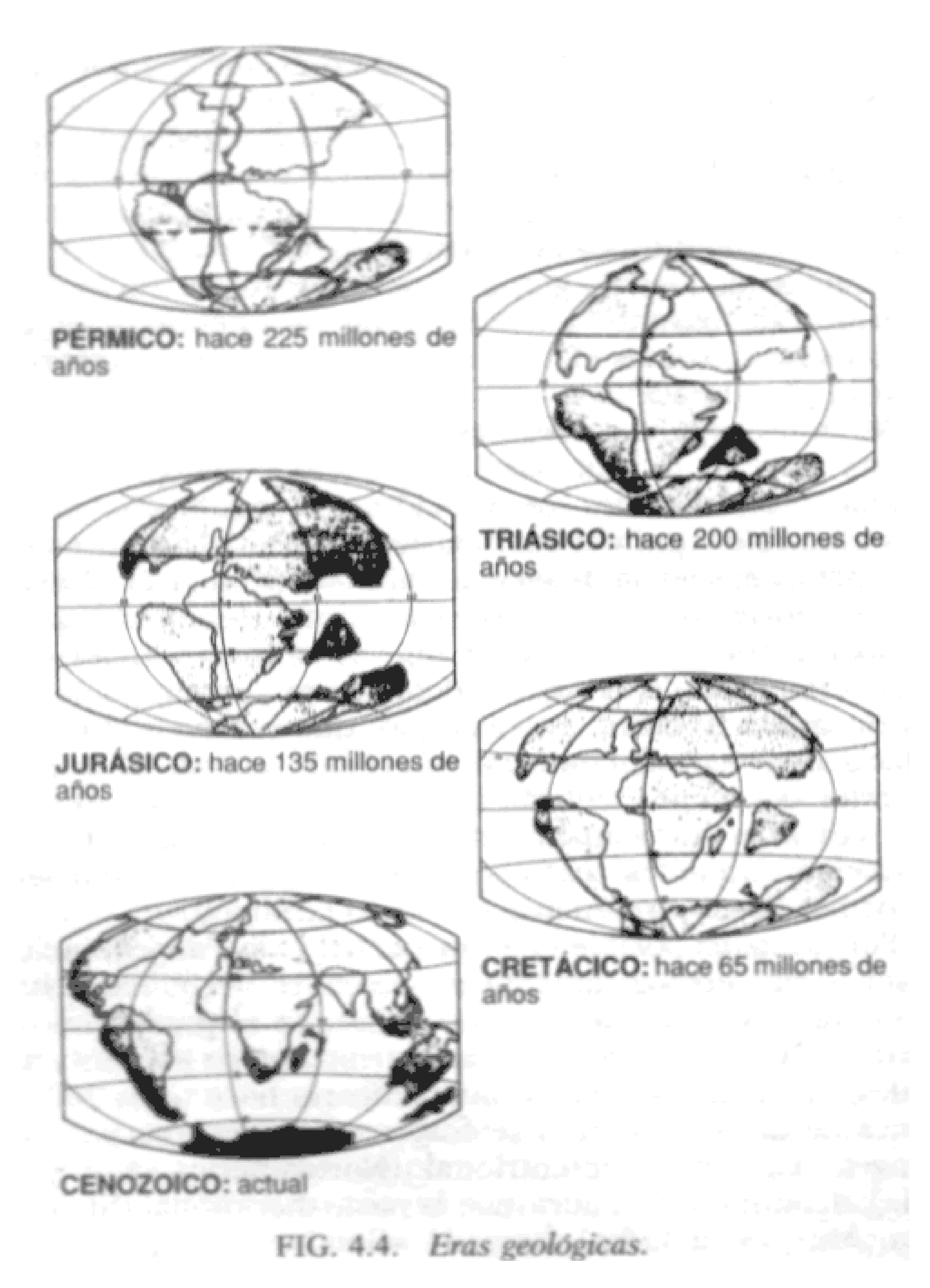


FIG. 4.4. *Eras geológicas.*

tan lejos, quizás encontraríamos pruebas de que, en el pasado, los días eran más cortos que hoy. Por ejemplo, hace unos 570 millones de años —época de los fósiles más antiguos—, el día pudo tener algo más de 20 horas, y tal vez el año constara de 428 días.

Ahora bien, esto no es sólo teoría. Algunos corales depositan capas de carbonato calcico con más actividad en ciertas temporadas, de tal forma que podemos contar las capas anuales como los anillos de los troncos de los árboles. Asimismo, algunos depositan más carbonato calcico de día que de noche, por lo cual se puede hablar de capas diurnas muy finas. En 1963, el paleontólogo americano John West Wells contó las sutiles capas de ciertos corales fósiles, e informó que los corales cuya antigüedad

se cifraba en 400 millones de años depositaban, como promedio anual, 400 capas diurnas, mientras que otros corales cuya antigüedad era sólo de 320 millones de años, acumulaban por año 380 capas diurnas.

Resumiendo: Si la Luna estaba entonces mucho más cerca de la Tierra y esta giraba con mayor rapidez, ¿qué sucedió en períodos más antiguos aún? Y si la teoría de Darwin sobre una disociación Tierra-Luna no es cierta, ¿dónde hay que buscar esta certeza?

Una posibilidad es la de que la Luna fuese capturada por la Tierra en alguna fase del pasado. Si dicha captura se produjo, por ejemplo, hace 600 millones de años, sería explicable el hecho de que justamente por aquella época aparecieran numerosos fósiles en las rocas, mientras que las rocas anteriores muestran sólo algunos vestigios de carbono. Las formidables mareas que acompañarían a la captura de la Luna, pulirían por completo las rocas más primitivas. (Por entonces no había vida animal, y si la hubiese habido, no habría quedado ni rastro de ella.) De haberse producido esa captura, la Luna habría estado entonces más cerca de la Tierra que hoy y se habría producido un retroceso lunar, así como un alargamiento del día, aunque nada de ello con anterioridad.

Según otra hipótesis, tendría su origen en la misma nube de polvo cósmico, y se formaría en los contornos de la Tierra para alejarse desde entonces, sin formar nunca parte de nuestro planeta.

Otra sugerencia es que la Luna se formó en las proximidades de la Tierra, de la misma reunión de polvo nebuloso, y que ha ido retrocediendo desde entonces, pero que nunca en realidad formó parte de la Tierra.

El estudio y análisis de las rocas lunares traídas a la Tierra por los astronautas en la década de los setenta, debían haber zanjado el problema (muchas personas pensaron optimistamente de este modo), pero no ha sido así. Por ejemplo, la superficie de la Luna está cubierta con trozos de cristal, que no se encuentran en la superficie de la Tierra. La corteza lunar está también por completo libre de agua, y es pobre en todas las sustancias que se funden a temperaturas relativamente bajas, mucho más pobre de cuanto lo es la Tierra. Esto es una indicación de que la Luna, en cierto tiempo, se ha visto, rutinariamente, sometida a elevadas temperaturas.

Supongamos, pues, que la Luna, en un momento de su formación, hubiera tenido una elevada órbita con su afelio *grosso modo* en su actual distancia al Sol, y en su perihelio en las proximidades de la órbita de Mercurio. Debió de haber orbitado de esta forma durante unos cuantos miles de millones de años antes de que una combinación de posiciones de la misma Tierra, y tal vez de Venus, tuviesen como resultado la captura de la Luna por parte de la Tierra. La Luna abandonaría su posición de pequeño planeta para convertirse en un satélite, pero su superficie mostraría aún las señales de su anterior perihelio parecido al de Mercurio.

Por otra parte, los cristales pueden ser el resultado del calor local producido por el bombardeo meteórico que dio nacimiento a los cráteres de la Luna. Ahora bien, en el improbable caso de que la Luna se hubiese fisionado desde la Tierra, serían el resultado del calor producido por ese violento acontecimiento.

En realidad, todas las sugerencias acerca del origen de la Luna parecen igual de improbables, y los científicos han llegado a murmurar que si la evidencia del origen de la Luna se considera con cuidado, la única conclusión posible es que la Luna no es realmente fuera de aquí, una conclusión, no obstante, que significa exactamente que deben continuar buscando pruebas adicionales. Existe una respuesta, y hay que encontrarla.

La Tierra como líquido

El hecho de que la Tierra esté formada por dos componentes fundamentales —el manto de silicatos y el núcleo níquel-hierro, cuyas proporciones se asemejan mucho a

las de la clara y la yema de un huevo— ha convencido a casi todos los geólogos de que el globo terráqueo debió de haber sido líquido en algún tiempo de su historia primigenia. Entonces su composición pudo haber constado de dos elementos líquidos, mutuamente insolubles. El silicato líquido formaría una capa externa, que flotaría a causa de su mayor ligereza y, al enfriarse, irradiaría su calor al espacio. El hierro líquido subyacente, al abrigo de la exposición directa, liberaría su calor con mucha más lentitud, por lo cual ha podido conservarse hasta ahora en tal estado.

Como mínimo podemos considerar tres procesos a cuyo través pudo la Tierra haber adquirido el calor suficiente para fundirse, aun partiendo de un estado totalmente frío, como una agrupación de planetesimales. Estos cuerpos, al chocar entre sí y unirse, liberarían, en forma de calor, su energía de movimiento *(energía cinética).* Entonces, el nuevo planeta sufriría la compresión de la fuerza gravitatoria y desprendería más calor aún. En tercer lugar, las sustancias radiactivas de la Tierra —uranio, torio y potasio— producirían grandes cantidades de calor, para desintegrarse a lo largo de las edades geológicas. Durante las primera fases, cuando la materia radiactiva era mucho más abundante que ahora, la radiactividad pudo haber proporcionado el calor suficiente para licuar la Tierra.

Pero no todos los científicos aceptan el hecho de esa fase líquida como una condición absoluta. Particularmente el químico americano Harold Clayton Urey cree que la mayor parte de la Tierra fue siempre sólida. Según él, en una Tierra sólida en su mayor parte podría formarse también un núcleo de hierro mediante una lenta disociación de éste. Incluso hoy puede seguir emigrando el hierro desde el manto hacia el núcleo, a razón de 50.000 t/seg.

EL OCÉANO

La Tierra resulta algo fuera de lo corriente entre los planetas del Sistema Solar al poseer una temperatura superficial que permite que el agua exista en los tres estados: líquida, sólida y gaseosa. Cierto número de mundos más alejados del Sol que la Tierra están esencialmente helados, como, por ejemplo, Ganimedes y Calisto. Europa posee un glaciar con una superficie que recubre todo su mundo y debe de existir agua líquida debajo, pero todos los demás mundos exteriores tienen sólo insignificantes trazas de vapor de agua en su superficie.

La Tierra es el único cuerpo del Sistema Solar, por lo menos según sabemos hasta ahora, que posee océanos, una vasta colección de agua líquida (o cualquier líquido en general, si venimos al caso), expuesto a la atmósfera por arriba. En realidad, debería decir *océano,* porque el Pacífico, el Atlántico, el índico, el Ártico y el Antartico, son todos ellos océanos incluidos en un cuerpo conectado de agua salada, en el que la masa de Europa-Asia-África, los continentes americanos, y los pequeños cuerpos como la Antártida y Australia pueden considerarse islas.

Las cifras estadísticas referentes a este «océano» son impresionantes. Tiene un área total de 205 millones de kilómetros cuadrados y cubre más del 71 % de la superficie de la Tierra. Su volumen, considerando que la profundidad media de los océanos tiene 3.750 m, es, aproximadamente, de 524 millones de kilómetros cúbicos, o sea, 0,15 % del volumen total del Planeta. Contiene el 97,2 % del agua de la Tierra, y es también nuestra reserva de líquido, dado que cada año se evaporan 128.000 km^3 de agua, que revierten a la Tierra en forma de lluvia o nieve. Como resultado de tales precipitaciones, tenemos que hay unos 320.000 km^3 de agua bajo la superficie de los continentes, y unos 48.000 km^3 sobre la superficie, en forma de lagos y ríos.

Visto de otra manera, el océano es menos impresionante. Con lo vasto que es, ocupa sólo el 1/4.000 de la masa total de la Tierra. Si imaginamos que la Tierra tiene el tamaño de una bola de billar, el océano representaría una película despreciable de humedad. Si uno se abre camino hasta la parte más profunda del océano, no nos encontraríamos más que a 1/580 de la distancia del centro de la Tierra, y todo el resto de esa distancia sería primero rocas y luego metal.

Y, sin embargo, esa despreciable capa de humedad lo significa todo para nosotros. Las

primeras formas de vida se originaron allí, y, desde el punto de vista de la simple cantidad, los océanos aún contienen la mayor parte de la vida de nuestro planeta. En tierra, la vida se halla confinada a escasos metros de la superficie (aunque las aves y los aviones puedan hacer temporalmente salidas desde esa base); en los océanos, la vida ocupa permanentemente todo el reino, hasta profundidades de 12 kilómetros o más en algunos lugares.

No obstante, hasta años recientes los seres humanos han ignorado las profundidades oceánicas, y en particular el suelo oceánico, como si el océano estuviese localizado en el planeta Venus.

Las corroientes

El fundador de la oceanografía moderna fue un oficial de Marina americano llamado Matthew Fontaine Maury. A sus 30 años se lesionó en un accidente, desgracia personal que trajo beneficios a la Humanidad. Nombrado jefe del depósito de mapas e instrumentos (sin duda, una sinecura), se obligó a sí mismo a la tarea de cartografiar las corrientes oceánicas. En particular estudió el curso de la Corriente del Golfo, que investigó por vez primera, en 1769, el sabio americano Benjamín Franklin. La descripción de Maury se ha hecho clásica en oceanografía: «Es un río en el océano.» Desde luego, se trata de un río mucho más grande que cualquier otro. Acarrea mil veces más agua por segundo que el Mississippi. Tiene una anchura de 80 km al principio, casi 800 m de profundidad, y corre a una velocidad superior a los 6 km por hora. Sus efectos de caldeamiento llegan hasta el lejano y septentrional archipiélago de las Spitzberg.

Maury inició también la cooperación internacional en el estudio del océano. Fue la inquieta figura que se movió entre bastidores en una histórica conferencia internacional celebrada en Bruselas en 1853. En 1855 publicó el primer libro de oceanografía: *Geografía física del mar.* La Academia Naval en Annápolis honró a este investigador tomando, a su muerte, el nombre de Maury. Desde la época de Maury, las corrientes oceánicas han sido cuidadosamente cartografiadas. Describen amplios círculos, hacia la derecha, en los océanos del hemisferio Norte, y, hacia la izquierda en los mares del hemisferio Sur, en virtud del efecto Coriolis.

La Corriente del Golfo no es más que la rama occidental de una corriente que circula en el sentido de las agujas del reloj en el Atlántico Norte. Al sur de Terranova, se dirige hacia el Este a través del Atlántico (la *deriva noratlántica).* Parte de la misma es rechazada por la costa europea en torno de las Islas Británicas y hacia la costa noruega; el resto es repelido hacia el Sur, a lo largo de las orillas del noroeste de África. Esta última parte, pasa a lo largo de las Islas Canarias, en la *corriente de las Canarias.* La configuración de la costa africana se combina con el efecto Coriolis para mandar la corriente hacia el Oeste a través del Atlántico *(corriente norecuatorial).* Alcanza así el Caribe, y el círculo comienza de nuevo.

Un gran remolino en sentido contrario a las agujas del reloj mueve el agua a través de los bordes del océano Pacífico, al sur del Ecuador. Allí, la corriente, sorteando los continentes, se mueve al Norte desde el Atlántico hasta la costa occidental de Sudamérica, llegando incluso al Perú. Esta porción del círculo es la *corriente fría de Perú o de Humboldt* (llamada así por el naturalista alemán Alexander von Humboldt, que fue el primero que la describió hacia 1810).

La combinación de la línea costera peruana se alia con el efecto Coriolis para mandar esta corriente hacia el Oeste, a través del Pacífico, exactamente al sur del Ecuador (la *corriente sudecuatorial).* Parte de este flujo se abre paso a través de las aguas del archipiélago indonesio en dirección al océano índico. El resto se mueve hacia el Sur, pasando por la costa este de Australia, y luego vuelve de nuevo hacia el Este.

Estos remolinos de agua no sólo ayudan a mantener de alguna forma la temperatura oceánica, sino, indirectamente, también la de las costas. Existe aún una desequilibrada distribución de la temperatura, pero no tanta como ocurriría sin la presencia de las comentes oceánicas.

La mayor parte de las corrientes oceánicas se mueven con lentitud, incluso más lentamente que la Corriente del Golfo. Pero incluso a esa baja velocidad, se ven implicadas tan grandes zonas del océano que se mueven enormes volúmenes de agua. Enfrente de la ciudad de Nueva York, la Corriente del Golfo impulsa el agua hacia el Noroeste, pasando por una línea prefijada a un promedio de unos 45 millones de toneladas por segundo.

También existen corrientes en las regiones polares. Las corrientes que siguen la dirección de las agujas del reloj en el hemisferio Norte, y en el sentido opuesto en el Sur, ambas consiguen mover el agua de Oeste a Este en el reducto de los Polos del círculo.

Al sur de los continentes de Sudamérica, África y Australia, una corriente rodea el continente de la Antártida de Oeste a Este a través del ininterrumpido océano (el único lugar de la Tierra donde el agua puede derivar del Oeste al Este sin encontrar tierra). Esta *deriva de poniente* en el Antartico es la mayor corriente oceánica de la Tierra, desplazando cerca de 100 millones de toneladas de agua hacia el Este a través de un punto dado, cada segundo.

La deriva de poniente en las regiones árticas queda interrumpida por las masas de tierra, por lo que existe una *deriva norpacífica* y una *deriva noratlántica.* La deriva noratlántica es rechazada hacia el Sur por la costa occidental de Groenlandia, y las gélidas aguas polares pasan por Labrador y Terranova, por lo que se llama *corriente del Labrador.* La corriente del Labrador se encuentra con la Corriente del Golfo al sur de Terranova, produciendo una región de frecuentes nieves y tormentas.

Los lados occidental y oriental del océano Atlántico son un estudio de contrastes. El Labrador, en el lado occidental, expuesto a la corriente del Labrador constituye una auténtica desolación, con una población total de 25.000 personas. En el lado oriental, exactamente en la misma latitud, se hallan las Islas Británicas, con una población de 55.000.000 de habitantes, gracias a la Corriente del Golfo.

Una corriente que se mueva directamente a lo largo del Ecuador no está sujeta al efecto Coriolis, y puede avanzar en línea recta. Una corriente así, poco ancha y moviéndose en línea recta, se localiza en el océano Pacífico, avanzando hacia el Este durante varios miles de kilómetros a lo largo del Ecuador. Se la llama *corriente de Cromwell,* tras su descubrimiento por parte del oceanógrafo norteamericano Townsend Cromwell. Una corriente similar, algo más lenta, fue descubierta en el Atlántico, en 1961, por el oceanógrafo norteamericano Arthur E. Voorhis.

Pero la circulación tampoco se confina sólo a las corrientes superficiales. El que las profundidades no puedan mantener una calma total resulta claro según varias formas indirectas de evidencia. En realidad, la vida en la parte alta del mar consume de continuo sus nutrientes minerales —fosfatos y nitratos— y lleva consigo estos materiales a las profundidades después de su muerte y, si no hubiera circulación, no volverían a ascender nunca más, con lo que la superficie quedaría agotada de estos minerales. Por otra parte, el oxígeno suministrado a los océanos por absorción desde el aire no se filtraría hacia las profundidades en un índice suficiente como para mantener la vida allí si no existiese una circulación de convección. En realidad, el oxígeno se encuentra en la adecuada concentración en el mismo suelo del abismo. Esto sólo se explica suponiendo que existen regiones en el océano en donde se hunden las aguas ricas en oxígeno de la superficie.

El motor que pone en marcha esta circulación vertical es la diferencia de temperatura. El agua de la superficie del océano es enfriada en las regiones polares y, por lo tanto, se hunde. Este flujo continuo de agua que se hunde se extiende a todo lo largo del suelo del océano, por lo que, incluso en los trópicos, las aguas del fondo son muy frías, muy cerca del punto de congelación. Llegado el momento, el agua fría de las profundidades sube a la superficie, porque no tiene otro lugar adonde ir. Tras ascender, el agua se caldea y deriva hacia el Ártico o el Antartico, donde se hunde de nuevo. La circulación resultante se estima que conseguiría la mezcla completa del océano Atlántico, si algo nuevo se añadiera para que formase parte de esto, en unos

1.000 años. El gran océano Pacífico conseguiría tal vez lograr esta mezcla completa en 2.000 años.

El Antartico es mucho más eficiente en suministrar agua fría que el Ártico. La Antártida tiene una capa de hielo diez veces mayor que el hielo del Ártico, incluyendo la masa de hielo de Groenlandia. El agua que rodea la Antártida, que es gélida por el hielo que se derrite, se extiende hacia el Norte en la superficie hasta que encuentra las aguas cálidas que derivan hacia el Sur desde las regiones tropicales. El agua fría de la Antártida, más densa que las aguas cálidas tropicales, se hunde por debajo en la línea de *convergencia antartica,* que en algunos lugares se extiende tan al Norte como hasta los 40° S.

La fría agua antartica se extiende a través de todos los fondos de los océanos llevando consigo oxígeno (puesto que el oxígeno, como todos los gases, se disuelve con más facilidad y en mayores cantidades en agua fría que en la caliente) y nutrientes. La Antártida («la nevera del mundo») fertiliza así los océanos y controla el clima del planeta.

Las barreras continentales complican esta descripción general. Para seguir la circulación, los oceanógrafos han recurrido al oxígeno como trazador. Mientras el agua polar, rica en oxígeno, se hunde y se extiende, este oxígeno disminuye gradualmente a causa de los organismos que hacen uso del mismo. Por lo tanto, midiendo la concentración en oxígeno de las aguas profundas en varios lugares, se localiza la dirección de las corrientes profundas del mar.

Esos mapas han mostrado que una de las corrientes principales fluye desde el océano Ártico hacia el Atlántico por debajo de la Corriente del Golfo y, en dirección opuesta, otro fluye desde el Antartico hacia el Atlántico Sur. El océano Pacífico no recibe un flujo directo desde el Ártico, pues el único paso es el poco amplio y muy somero estrecho de Bering. Por lo tanto, constituye el extremo de la línea del flujo profundo marino. El que el Pacífico norte constituya el callejón sin salida del flujo global, es algo que se muestra por el hecho de que sus aguas profundas son muy pobres en oxígeno. Grandes partes de este enorme océano se encuentran muy débilmente pobladas de formas vivientes y constituyen el equivalente de las zonas desiertas en las partes terrestres. Lo mismo puede decirse de los mares casi bloqueados por tierras como el Mediterráneo, donde la plena circulación de oxígeno y nutrientes se encuentra parcialmente ahogada.

Una prueba más directa de esta descripción de las corrientes marinas profundas se obtuvo en 1957, durante una expedición oceanógrafica conjunta británico-norteamericana. Los investigadores emplearon un flotador especial, inventado por el oceanógrafo británico John Corssley Swalow, que está previsto para mantener su nivel a una profundidad de más o menos un kilómetro y medio, y equipado por un artilugio para mandar ondas sónicas cortas. A través de estas señales, el flotador puede arrastrarse mientras se mueve con las corrientes marinas profundas. De este modo, la expedición rastreó la corriente marina profunda en el Atlántico, a lo largo de su borde occidental.

Los recursos del océano

Toda esta información adquirirá importancia práctica cuando la población en aumento del mundo se vuelva hacia el océano en busca de más alimentos. Las «granjas marinas» científicas requerirán conocimientos acerca de estas corrientes fertilizantes, lo mismo que los granjeros terrestres necesitan conocimientos de los cursos de los ríos, del agua subterránea y de las lluvias. La actual cosecha de alimentos marinos —unos 80 millones de toneladas en 1980—, con una cuidadosa y eficiente administración puede incrementarse (según estimaciones) a más de 200 millones de toneladas por año, dejando a la vida marina el margen suficiente para mantenerse a sí misma de forma adecuada. (Naturalmente, se da por supuesto que no continuará nuestro curso actual de despreocupación, dañando y contaminando el océano, particularmente en aquellas porciones del mismo —cerca de las riberas continentales— que contienen y ofrecen a los seres humano la mayor porción de organismos marinos. Hasta ahora, no sólo estamos fracasando 'en racionalizar un uso más eficiente de los alimentos

marinos, sino que disminuimos su facultad de mantener la cantidad de alimentos que cosechamos en la actualidad.)

El alimento no es el único recurso importante del océano. El agua marina contiene en solución vastas cantidades de casi todos los elementos. Hasta 4 mil millones de toneladas de uranio, 330 millones de toneladas de plata y 4 millones de toneladas de oro se hallan en solución en los océanos, pero en una dilución tan grande que imposibilita su extracción práctica. Sin embargo, tanto el magnesio como el bromo se consiguen en la actualidad del agua del mar a escala comercial. Además, una importante fuente de yodo la constituyen las algas secas, las plantas vivientes que, previamente, han concentrado el elemento del agua marina en una proporción tal que los humanos nunca podrán imitar provechosamente.

Del mar se extraen materias más prosaicas. De las relativamente someras aguas que bordean Estados Unidos, se consiguen cada año 20 millones de toneladas de cascaras de ostras, que se utilizan como valiosísima fuente de piedra caliza. Por añadidura, 50 millones de metros cúbicos de arena y de grava se extraen de una forma parecida.

Esparcidos por las porciones más profundas del suelo oceánico se encuentran nodulos metálicos que se han precipitado a partir de algunos núcleos tales como guijarros o dientes de tiburón. (Se trata de algo análogo, en el océano, a la formación de una perla de un grano de arena en el interior de una ostra.) Por lo general se les llama nodulos de manganeso porque son muy ricos en este metal. Se estima que existen 31.000 toneladas de tales nodulos por cada kilómetro cuadrado del suelo del Pacífico. No obstante, el obtenerlos en ciertas cantidades es bastante difícil, y su solo contenido en manganeso no los hace de utilidad en las condiciones actuales. Sin embargo, los nodulos contienen también un 1 % de níquel, un 0,5 % de cobre y un 0,5 % de cobalto. Esos constituyentes menores hacen a los nodulos más atractivos de lo que serían de otra forma.

¿Y qué hay del 97 % de los océanos que es en realidad agua, más materiales en disolución?

Los estadounidenses emplean 30.000 metros cúbicos de agua por persona y año, para beber, para lavarse, para la agricultura, para la industria. La mayoría de las naciones son menos generosas en su uso, pero, para el mundo en general, se emplean 18.000 metros cúbicos por persona y año. Sin embargo, toda esa agua debe ser *agua dulce.* Así, pues, el agua marina carece de valor para estos fines.

Naturalmente, existe una gran cantidad de agua dulce en la Tierra en sentido absoluto. Menos del 3 % de toda el agua de la Tierra es agua dulce, aunque eso aún representa unos 120 millones de metros cúbicos por persona. Pero las tres cuartas partes no están disponibles para su uso, pues se mantiene apartada en los casquetes de hielo permanentes que cubren el 10 % de la superficie terrestre del planeta.

El agua dulce de la Tierra, pues, se reduce a unos 30 millones de metros cúbicos por persona, y es constantemente repuesta por las lluvias, que representan hasta 1,5 millones de metros cúbicos por persona. Podríamos argüir que la lluvia anual se eleva a 75 veces la cantidad empleada por la raza humana, y que, por lo tanto, sigue habiendo una gran cantidad de agua dulce.

No obstante, la mayor parte de la lluvia cae en el océano, o en forma de nieve en las banquisas. Parte de la lluvia que cae en el suelo y permanece líquida, o se hace líquida cuando aumenta la temperatura, corre hacia el mar sin ser usada. Una gran cantidad de agua en los bosques de la región amazónica, virtualmente, no es empleada por los seres humanos en absoluto. Y la población humana está creciendo con firmeza, lo mismo que la contaminación de los suministros de agua dulce existentes en la actualidad.

Por lo tanto, el agua dulce está a punto de convertirse en un recurso escaso antes de que pase mucho tiempo, y la Humanidad comienza a volverse hacia el último recurso: el océano. Es posible destilar agua marina, evaporándola y condensando el agua en sí,

dejando en otra parte el material disuelto, empleando, de forma ideal, el calor del Sol para esos propósitos. Esos procedimientos de *desalinización* pueden emplearse como fuente de agua dulce, y emplearse en aquellas zonas donde la luz solar se halla fácilmente disponible, o donde el combustible sea barato, o donde haya necesidades. Un gran transatlántico se provee a sí mismo de agua dulce, quemando su combustible para destilar agua del mar al mismo tiempo que para que funcionen sus máquinas.

También se ha lanzado la sugerencia de que los icebergs pueden recogerse en las regiones polares y llevarlos flotando hasta puertos marinos cálidos pero áridos, donde lo que aún quede del hielo se fundiría para su empleo.

Sin embargo, indudablemente la mejor forma de utilizar nuestros recursos de agua dulce (o cualquier tipo de recursos) es por medio de una prudente conservación, con la reducción a un mínimo del despilfarro y de la contaminación, además de limitar prudentemente la población sobre la Tierra.

Las profundidades oceánicas y los cambios continentales

¿Y qué cabría decir de las observaciones directas de las profundidades oceánicas? De los tiempos antiguos sólo ha quedado un registro (si es posible creer en él). El filósofo griego Posidonio, hacia el año 100 a. de J.C., se supone que midió la profundidad del mar Mediterráneo exactamente enfrente de las costas de la isla de Cerdeña, y se dice que alcanzó más o menos 1,8 kilómetros.

Sin embargo, no fue hasta el siglo XVIII cuando los científicos comenzaron un estudio sistemático de las profundidades con el propósito de estudiar la vida marina. En los años 1770, un biólogo danés, Otto Frederik Muller, creó una draga que podía emplearse para extraer a la superficie especímenes de tales seres vivientes desde muchos metros por debajo de la superficie.

Una persona que empleó una draga con particular éxito fue un biólogo inglés, Edward Forbes, Jr. Durante los años 1830, dragó la vida marina del mar del Norte, y de otras aguas que rodean las Islas Británicas. Luego, en 1841, se enroló en un navio que se dirigía al Mediterráneo oriental, y allí extrajo una estrella de mar desde una profundidad de 450 metros.

Las plantas sólo pueden vivir en la capa más superior del océano, puesto que la luz solar no penetra hasta más allá de unos 80 metros. La vida animal no puede vivir en realidad excepto donde haya plantas marinas. Por lo tanto, a Forbes le pareció que la vida animal no podría existir por debajo del nivel donde se encuentran las plantas. Así, le pareció que una profundidad de unos 450 metros era el límite de la vida marina y que, por debajo de eso, el océano era estéril y carente de vida.

Sin embargo, exactamente cuando Forbes decidía esto, el explorador británico James Clark Ross, que se hallaba explorando las riberas de la Antártida, dragó vida desde una profundidad de 800 metros, muy por debajo del límite de Forbes. Sin embargo, la Antártida quedaba muy lejos y la mayoría de los biólogos continuaron aceptando la teoría de Forbes.

El fondo del mar empezó a convertirse en un asunto de interés práctico para los seres humanos (más bien que sólo una curiosidad intelectual para unos cuantos científicos), cuando se decidió tender un cable telegráfico a través del Atlántico. En 1850, Maury había elaborado una carta del fondo del océano Atlántico con objeto de tender el cable. Costó quince años, salpicados de muchas roturas y fracasos, el que al fin se estableciese el cable atlántico, bajo la increíblemente perseverante dirección del financiero estadounidense Cyrus West Field, que perdió una fortuna en esa actividad. (En la actualidad surcan el Atlántico más de veinte cables.)

Durante este proceso, y gracias a Maury, se marcó el inicio de una sistemática exploración de los fondos marinos. Los sondeos de Maury dieron la impresión de que el océano Atlántico era más somero en la parte media que a cada uno de sus lados. Maury denominó a la región central menos profunda la Meseta del Telégrafo, en honor

del cable.

El buque británico *Bulldog* trabajó para continuar y extender la exploración de Maury de los fondos marinos. Zarpó en 1860 y a bordo se encontraban un médico británico, George C. Wallich, que empleó una draga y extrajo trece estrellas de mar desde una profundidad de 2.500 metros. Y no se trataba de estrellas de mar que se hubieran muerto y hundido en el fondo marino, sino que estaban muy vivas. Wallich informó de esto al instante, e insistió en que la vida animal podía darse en la fría oscuridad de la parte más profunda del mar, incluso sin la presencia de plantas.

Los biólogos siguieron reluctantes a creer en esta posibilidad, y un biólogo escocés, Charles W. Thomson, empezó a dragar en 1868 en un buque llamado *Lightning.* Al hacerlo en aguas profundas, consiguió animales de todas clases, y con ello las discusiones cesaron. Ya no siguió adelante la idea de Forbes de un límite bajo respecto a la vida marina.

Thomson deseó determinar cuan profundo era el océano, y zarpó el 7 de diciembre de 1872 en el *Challenger,* permaneciendo en el mar durante tres años y medio, cubriendo una distancia en total de 130.000 kilómetros. Para medir la profundidad de los océanos, el *Challenger* no tenía un aparato mejor que el método ya muy probado con el tiempo de largar 6 kilómetros de cable, con un peso en el extremo, hasta que alcanzaba éste el fondo. Más de 370 sondeos se efectuaron de esta forma. Desgraciadamente, este procedimiento no es sólo fantasiosamente complicado (para sondeos profundos), sino también de escasa exactitud. Sin embargo, en 1922 la exploración del fondo oceánico quedó revolucionada con la introducción de un *sondeo de eco* por medio de ondas sónicas. No obstante, para explicar cómo funciona esto será necesaria una digresión acerca del sonido.

Las vibraciones mecánicas producen ondas longitudinales en la materia (en el aire, por ejemplo), y podemos detectar parte de las mismas como sonido. Oímos diferentes longitudes de onda, en un sonido de distinto grado. El sonido más profundo que escuchamos tiene una longitud de onda de 22 metros y una frecuencia de 15 ciclos por segundo. El sonido más agudo que un adulto normal puede oír alcanza una longitud de onda de 2,2 centímetros y una frecuencia de 15.000 ciclos por segundo. (Los niños oyen sonidos aún más agudos.)

La absorción del sonido por la atmósfera depende de la longitud de onda. Cuanto más larga sea la longitud de onda, el sonido será menos absorbido por un grosor dado de aire. Por esta razón, las sirenas contra la niebla poseen un registro mucho más bajo, para poder penetrar una distancia lo mayor posible. La sirena para la niebla de un gran transatlántico como el *Queen Mary,* suena a 27 vibraciones por segundo, más o menos como la nota más baja de un piano. Alcanza una distancia de 15 kilómetros, y los instrumentos la captan incluso entre 150 y 225 kilómetros.

Pueden existir sonidos asimismo con un tono más profundo que el mayor que podamos oír. Algunos de los sonidos emitidos por los terremotos o volcanes se encuentran en el alcance *infrasónico.* Tales vibraciones pueden rodear la tierra, a veces varias veces, antes de quedar absorbidas por completo.

La eficiencia en que un sonido se refleja depende de la longitud de onda en el lado contrario. Cuanto más corta sea la longitud de onda, más eficiente será la reflexión. Las ondas sónicas con unas frecuencias más elevadas que las de los sonidos más agudos audibles, son aún más eficientemente reflejadas. Algunos animales oyen sonidos más agudos que nosotros, y hacen uso de esa habilidad. Los murciélagos chillan para emitir ondas de sonidos con frecuencias ultrasónicas tan elevadas que alcanzan los 130.000 ciclos por segundo, y escuchan luego la onda reflejada. Por la dirección en que las reflexiones son más graves y por el tiempo que media entre el chillido y el eco, juzgan acerca de la localización de los insectos que intentan capturar, y las ramas que deben evitarse. (El biólogo italiano Lazzaro-Spallanzani, que fue el primero en hacer esta observación en 1793, se preguntó si los murciélagos podían ver con sus oídos y, naturalmente, en cierto modo, lo hacen así.)

Las marsopas y los guácharos (unas aves cavernícolas de Venezuela), también emplean sonidos con propósitos de *ecolocación.* Dado que les interesa localizar objetos grandes, emplean para este cometido las menos eficientes ondas sónicas en la región audible. (Los complejos sonidos emitidos por las marsopas con gran cerebro y los delfines, se comienza a sospechar que los emplean para propósitos de comunicación general; para hablar, por decirlo de una manera tajante. El biólogo norteamericano John C. Lilly investigó exhaustivamente esta posibilidad con resultados poco concluyentes.)

Para hacer uso de las propiedades de los sonidos de ondas ultrasónicas, los humanos deben primero producirlos. La producción en pequeña escala y uso han quedado ejemplificados en el *silbato para perros* (el primero de ellos data de 1883). Produce un sonido cerca del ámbito ultrasónico, que es oído por los perros pero no por los seres humanos.

Un camino por el que se podía avanzar aún más fue abierto por el químico francés Pierre Curie y su hermano, Jacques, que, en 1880, descubrieron que las presiones sobre ciertos cristales producían un potencial eléctrico *(piezoelectricidad).* Lo inverso era también verdad. Aplicando un potencial eléctrico en un cristal de esta clase se producía una ligera constricción a medida que se aplicaba la presión *(electroconstricción).* Cuando se desarrolló la técnica para producir un potencial rápidamente fluctuante, los cristales comenzaban a vibrar con rapidez suficiente como para formar ondas ultrasónicas. Esto se realizó por primera vez en 1917 por el físico francés Paul Langevin, que inmediatamente aplicó estos excelentes poderes de reflexión de este sonido de onda corta para la detección de submarinos, aunque para cuando se consiguió ya había acabado la Primera Guerra Mundial. Durante la Segunda Guerra Mundial, este método se perfeccionó y se convirtió en el sonar, de las iniciales de las palabras inglesas «sound navigation *and* ranging», es decir: distancia determinada de los sonidos de navegación.

La determinación de la distancia del fondo marino por la reflexión de ondas de sonido ultrasónico remplazó el cable de sondeo. El intervalo de tiempo entre la emisión de la señal (una *pulsación aguda) y* el regreso del eco mide la distancia a la que se encuentra el fondo. La única cosa de la que el operador tiene que preocuparse es si la lectura señala el falso eco de un banco de peces o cualquier otra obstrucción. (De aquí que el instrumento sea también de utilidad para las flotas pesqueras.)

El método de ecosondeo no sólo es rápido y conveniente, sino que también hace posible rastrear un perfil continuo del fondo por encima del cual se mueva el navio, con lo que los oceanógrafos obtienen una descripción de la topografía del fondo marino. Se pueden reunir más detalles en cinco minutos de los que el *Challenger* logró en todo su viaje.

El primer buque que empleó el sonar de esta manera fue el barco oceanógrafico alemán *Meteor,* que estudió el océano Atlántico en 1922. Hacia 1925, resultó obvio que el fondo oceánico no carecía de rasgos y no era llano, y que la Meseta del Telégrafo de Maury no se trataba tan sólo de una suave loma, sino que, en realidad, era una cordillera de montañas, más prolongadas y agudas que cualquier otra cordillera de tierra firme. Se extiende por todo el Atlántico, y sus picos máximos irrumpen en la superficie del agua y forman islas tales como las Azores, Ascensión y Tristán da Cunha. Se la denominó *Dorsal del Atlántico Medio.*

Con el paso del tiempo se fueron haciendo más dramáticos descubrimientos. La isla Hawai es la cumbre de una montaña marina de 11.000 metros de altura, midiéndola desde su base debajo del mar —más elevada que cualquier otra cumbre del Himalaya—; de ahí que Hawai pueda ser llamada la montaña más alta de la Tierra. También existen numerosos conos de cumbres llanas, a los que se les da el nombre de *montes marinos* o *guyots.* Este último nombre se puso en honor del geógrafo suizo-norteamericano Arnold Henry Guyot, que llevó la geografía científica a Estados Unidos cuando emigró a ese país en 1848. Los guyots se descubrieron durante la Segunda Guerra Mundial por parte del geólogo norteamericano Hammond Hess, que localizó 19 de ellos en rápida sucesión. Existen por lo menos 10.000, la mayoría en el Pacífico.

Uno de ellos, descubierto en 1964 exactamente al sur de la isla de Wake, tiene una altura de unos 5.000 metros.

Además existen profundidades oceánicas *(cuencas),* a más de 6.500 metros de profundidad, en las cuales parecería perderse el Gran Cañón del Colorado. Esas cuencas, todas ellas localizadas junto a los archipiélagos, tienen un área total que asciende a casi el 1 % del fondo oceánico. Esto puede no parecer mucho, pero, en realidad, equivale a la mitad del área de Estados Unidos, y las cuencas contienen quince veces más agua que todos los ríos y lagos del mundo. La más profunda de las mismas se encuentra en el Pacífico; han sido localizadas a lo largo de las Filipinas, las Marianas, las Kuriles, las Salomón y las Aleutianas (figura 4.5). Existen otras grandes cuencas en el Atlántico, en las Indias Occidentales y en las islas Sandwich del Sur, y hay una en el océano Pacífico frente a las Indias Orientales.

Además de las cuencas, los oceanógrafos han rastreado en los fondos oceánicos cañones, algunas veces de varios miles de kilómetros de longitud, que semejan canales de ríos. Algunos de ellos parecen en realidad la extensión de los ríos terrestres, sobre todo el cañón que se extiende a partir del río Hudson en el Atlántico. Por lo menos veinte de esas exeavaciones han sido localizadas únicamente en la bahía de Bengala, como resultado de los estudios oceanógraficos en el océano índico durante los años 1960. Resulta tentador suponer que en un tiempo fueron lechos fluviales en tierra, cuando el océano tenía menos profundidad que ahora. Pero algunos de esos canales submarinos están tan por debajo del actual nivel del mar que parece improbable que jamás hayan podido encontrarse por encima del océano. En años recientes, varios oceanógrafos, sobre todo William Maurice Ewing y Bruce Charles Herzen, han desarrollado otra teoría: la de que los cañones submarinos fueron excavados por flujos turbulentos *(corrientes de turbidez)* de agua cargada de tierra en un alud que bajó por los declives enfrente de las costas continentales a una velocidad de hasta 100 kilómetros por hora. Una corriente de turbidez, que enfocó la atención científica acerca de este problema, tuvo lugar en 1929 después de un terremoto frente a Terranova. La corriente se llevó un gran número de cables, uno tras otro, y produjo por sí misma grandes daños.

La Dorsal medioceánica del Atlántico continúa presentando sorpresas. Los últimos sondeos en todas partes han demostrado que no se halla confinada al Atlántico. En su extremo meridional, se curva en torno de África y avanza hacia el océano índico occidental hasta alcanzar Arabia. En el océano índico medio, un ramal de esa dorsal continúa al sur de Australia y de Nueva Zelanda, y luego se dirige al Norte en un vasto círculo alrededor del océano Pacífico. Lo que comenzó (en la mente de los hombres) en la Dorsal medioceánica del Atlántico se convirtió en una Dorsal medioceánica. Y en más de una forma básica, la Dorsal medioceánica no es sólo igual que una cordillera de montañas en un continente:

las tierras altas continentales están plegadas por rocas sedimentarias, mientras que la vasta cordillera oceánica se compone de basalto surgido de las cálidas profundidades inferiores.

Tras la Segunda Guerra Mundial, los detalles del suelo oceánico fueron sondeados con renovadas energías por Ewing y Herzen. Unos detallados sondeos de 1953 mostraron, más bien ante su asombro, que un profundo cañón corría por toda la longitud de la Dorsal y exactamente por su centro. Llegó a descubrirse que existía en todas las porciones de la Dorsal medioceánica, por lo que a veces se le denomina Gran Falla Global. Existen lugares en que la Falla se acerca mucho a tierra: corre por el mar Rojo entre África y Arabia, y ante la costa del Estado de California.

Al principio, pareció que la Falla debería ser continua, una hendidura de 50.000 kilómetros en la corteza terrestre. Sin embargo, un examen más de cerca mostró que estaba formada por breves y rectas secciones que surgen una de otra como si unos choques de terremotos hubieran desplazado una sección de la siguiente. E incluso, es a lo largo de esa Falla donde tienden a presentarse los terremotos y los volcanes.

La Falla representa un lugar débil a través del cual las rocas calentadas hasta el punto

de fusión *(magma)* tienden lentamente a surgir del interior, enfriándose, apilándose para formar la Dorsal y extendiéndose aún más lejos. Este desparramamiento puede llegar a ser tan rápido como de 16 centímetros al año, y todo el suelo del océano Pacífico llegaría a estar cubierto con una nueva capa en 100 millones de años. Asimismo, las elevaciones del suelo oceánico raramente se ha descubierto que sean antiguas, lo cual sería notable

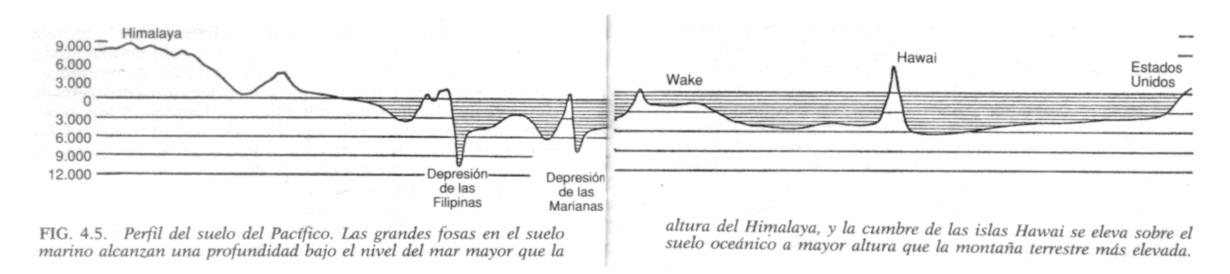


FIG. 4.5. *Perfil del suelo del Pacífico. Las grandes fosas en el suelo marino alcanzan una profundidad bajo el nivel del mar mayor que la altura del Himalaya, y la cumbre de las islas Hawai se eleva sobre el suelo oceánico a mayor altura que la montaña terrestre más elevada.*

en una vida planetaria cuarenta y cinco veces más prolongada, si no fuera por el concepto de *extensión del suelo marino.*

Apareció al instante que la corteza de la Tierra estaba dividida en grandes placas, separadas unas de otras por la Gran Falla Global y por sus ramificaciones. Las mismas son denominadas *placas tectónicas,* esta última palabra procedente de una voz griega que significa «carpintero», dado que las placas parecen hallarse inteligentemente unidas para realizar una aparente corteza quebrada. El estudio de la evolución de la corteza de la Tierra en términos de esas placas es lo que se denomina *tectónica de placas.*

Existen seis grandes placas tectónicas y cierto número de otras menores, y rápidamente se hizo aparente que los terremotos comunes tienen lugar a lo largo de sus fronteras. Los límites de la placa pacífica (que incluye la mayor parte del océano Pacífico) abarcan las zonas de terremotos en las Indias Orientales, en las islas japonesas, en Alaska y en California, etcétera. Los límites del Mediterráneo entre las placas eurasiáticas y africanas están en segundo lugar detrás de los bordes pacíficos por sus bien recortados terremotos.

Asimismo, las *fallas* que se han detectado en la corteza terrestre son hendiduras profundas donde la roca de un lado, periódicamente se deslizaría contra la roca del otro lado para producir terremotos, que también se hallan en las fronteras de las placas y de las ramificaciones de esas fronteras. La más famosa de tales fallas, la de San Andrés, que corre a lo largo de toda la costa californiana, desde San Francisco a Los Ángeles, constituye una parte de la frontera entre las placas americana y pacífica.

¿Y qué podemos decir de la deriva continental de Wegener? Si se considera sólo una placa individual, en ese caso los objetos que estén en ella no pueden derivar o cambiar de posición. Están trabados en su sitio por la rigidez del basalto (como han señalado los contrarios a las nociones de Wegener). Y lo que es más, las placas vecinas estaban tan sólidamente unidas que resulta difícil comprender qué ha podido moverlas.

La respuesta llega a partir de otra consideración. Los límites de las placas eran lugares donde, no sólo los terremotos constituían algo común, sino también los volcanes. Asimismo, las orillas del Pacífico, si se siguen los límites de la placa pacífica, están tan señaladas por los volcanes, tanto activos como inactivos, que a todo el conjunto se le ha dado la denominación de *círculo de fuego circumpacífico.*

¿No podría ser que el magma surgiese de las profundas capas interiores de la Tierra a través de las rendijas entre las placas tectónicas, y esas rendijas representasen zonas débiles en la por otra parte sólida corteza terrestre? De una forma específica, el magma debe surgir de la Dorsal atlántica y se solidifica en contacto con el agua oceánica para formar la Cordillera atlántica en el otro lado de la Dorsal.

Podemos llegar aún más lejos. Tal vez a medida que el magma surge y se solidifica, ejercita una fuerza que separa a las placas. Si es así, es probable que empujase a

África y a Sudamérica hacia el Sur, y a Europa y a Norteamérica hacia el Norte, rompiendo la Pangea, formando el océano Atlántico y haciéndolo más ancho. Europa y África también resultarían separadas, con lo que se formarían los mares Mediterráneo y Rojo. Dado que con todo ello se ampliaría el fondo del mar, a este efecto se le ha llamado *extensión del fondo del mar,* propuesta en primer lugar por H. H. Hess y Robert S. Dietz, en 1960. Los continentes no han flotado o derivado apartándose, como Wegener había creído, sino que se hallaban fijos sobre unas placas que fueron *empujadas* hasta separarlas.

¿Y cómo puede demostrarse esta extensión del suelo marino? A principios de 1963, las rocas obtenidas a ambos lados de la Dorsal atlántica fueron objeto de pruebas para descubrir sus propiedades magnéticas. La pauta cambió según la distancia a la Dorsal, pero lo hizo dentro de una correspondencia exacta, como la imagen en un espejo, a cada uno de sus lados. Resultó así una clara evidencia de que las rocas eran más jóvenes cerca de la Dorsal y que se hacían cada vez más antiguas a medida que se avanzaba a uno u otro lado.

De este modo, cabe estimar que el suelo marino del Atlántico se extienda en aquel momento en la proporción de menos de tres centímetros al año. Partiendo de esta base, se pudo determinar, *grosso modo,* la época en que empezó a abrirse el océano Atlántico. De ésta y de otras formas, el movimiento de las placas tectónicas ha revolucionado por completo el estudio de la geología durante estas dos últimas décadas.

Naturalmente, si se fuerza a dos placas a separarse, cada una de ellas (dada la firmeza del encaje de las placas), queda empotrada en otra en el otro lado. Cuando dos placas se acercan lentamente (en una proporción de más, o menos, dos centímetros al año), la corteza se comba y se abomba hacia arriba y hacia abajo, formando montañas y sus *raíces.* Así las montañas del Himalaya parecen haberse formado cuando la placa sobre la que se asienta la India entró en lento contacto con la placa que soportaba el resto de Asia.

Por otro lado, cuando dos placas se unen con demasiada rapidez para permitir el pandeo, la superficie de una de las placas se escopleará debajo de la otra, formando una profunda fosa oceánica, una hilera de islas y una disposición hacia la actividad volcánica. Tales fosas oceánicas e islas se encuentran, por ejemplo, en el Pacífico occidental.

Las placas pueden separarse bajo la influencia de la ampliación del suelo marino, pero también pueden unirse. La Dorsal discurre a la derecha a través de Islandia occidental, que, muy poco a poco, se está separando. Otro lugar de división es el mar Rojo, que es más bien joven y existe sólo a causa de que África y Arabia ya se han separado de algún modo. (Las riberas opuestas del mar Rojo siguen firmemente unidas.) Este proceso aún continúa, por lo que el mar Rojo, en cierto sentido, es un nuevo océano en proceso de formación. El activo empuje hacia arriba del mar Rojo queda indicado por el hecho de que, en el fondo de esta masa de agua, según se descubrió en 1965, existen secciones con una temperatura de 56° C y una concentración salina, por lo menos, cinco veces superior a la normal.

Presumiblemente, ha existido un muy largo ciclo de magma fluyente que ha separado las placas en algunos lugares, y luego las placas se han unido, empujando la corteza hacia abajo y convirtiéndola en magma. En el proceso, los continentes se han unido en una sola extensión de tierra y luego se han agrietado, no una sola vez sino varias, con montañas que se han formado y allanado, profundidades oceánicas también formadas y luego rellenadas, volcanes que han surgido y luego se han extinguido. Así, pues, la Tierra, tanto desde el punto de vista biológico como geológico, sigue viva.

Los geólogos pueden ahora seguir el curso del más reciente desmembramiento de Pangea, aunque sea sólo *grosso modo.* Una primera desintegración se produjo en la línea Este-Oeste. La mitad norte de Pangea —incluyendo lo que es ahora América del Norte, Europa y Asia— se llama a veces Laurasia, a causa de que la parte más antigua de la superficie rocosa de Norteamérica, geológicamente hablando, es la de las

Higlands Laurentinas, al norte del río San Lorenzo.

La mitad meridional —incluyendo lo que es ahora Sudamérica, África, la India, Australia y la Atlántida— se llama Gondwana (nombre inventado en los años 1890 por un geólogo austríaco, Edward Suess, que lo hizo derivar de una región de la India y basándolo en una teoría de evolución geológica que parecía entonces razonable, pero que se sabe que era errónea).

Hace unos 200 millones de años, Norteamérica comenzó a separarse de Eurasia, y hace 150 millones de años, Sudamérica comenzó a ser apartada de África, y los dos continentes llegaron a conectarse por una parte estrecha en América Central. Las masas terrestres fueron empujadas hacia el Norte al separarse, hasta que las dos mitades de Laurasia apretaron la región del Ártico entre ellas.

Hace unos 110 millones de años, la porción oriental de Gondwana se fracturó en varios fragmentos: Madagascar, la India, la Antártida y Australia. Madagascar quedó más bien cerca de África, pero la India se separó más que cualquiera otra masa terrestre en los tiempos desde la más reciente Pangea. Se movió 8.000 kilómetros hacia el Norte hasta empujar contra el Asia meridional y formar las montañas del Himalaya, el Pamir y la meseta del Tíbet, es decir, las tierras altas más jóvenes, mayores y al mismo tiempo más impresionantes sobre la Tierra.

La Antártida y Australia pueden haberse separado hace sólo 40 millones de años. La Antártida se movió hacia el Sur, hacia su helado destino. Hoy, Australia sigue moviéndose hacia el Norte.

La vida en las profundidades

Desde la Segunda Guerra Mundial, numerosas expediciones han explorado los abismos submarinos. En los últimos años, un mecanismo de escucha submarina, el hidrófono, ha mostrado que las criaturas marinas chascan, gruñen, crujen, gimen y, en general, hacen de las profundidades marinas un lugar tan enloquecedoramente ruidoso como lo es la zona terrestre. Un nuevo *Challenger,* en 1951, sondeó la fosa de las Marianas, en el Pacífico Oeste, y comprobó que era ésta (y no la situada junto a las Islas Filipinas) la más profunda de la Tierra. La parte más honda se conoce hoy con el nombre de «Profundidad Challenger». Tiene más de 10.000 m. Si se colocara el monte Everest en su interior, aún quedaría por encima de su cumbre más de 1 km de agua. También el *Challenger* consiguió extraer bacterias del suelo abisal. Se parecían sensiblemente a las de la tierra emergida, pero no podían vivir a una presión inferior a las 1.000 atmósferas.

Las criaturas de estas simas se hallan tan asociadas a las enormes presiones que reinan en las grandes profundidades, que son incapaces de escapar de su fosa; en realidad están como aprisionadas en una isla. Estas criaturas han seguido una evolución independiente. Sin embargo, en muchos aspectos se hallan tan estrechamente relacionadas con otros organismos vivientes, que, al parecer, su evolución en los abismos no data de mucho tiempo. Es posible que algunos grupos de criaturas oceánicas fueran obligados a bajar cada vez a mayor profundidad a causa de la lucha competitiva, mientras que otros grupos se veían forzados, por el contrario, a subir cada vez más, empujados por la depresión continental, hasta llegar a emerger a la tierra. El primer grupo tuvo que acomodarse a las altas presiones, y el segundo, a la ausencia de agua. En general, la segunda adaptación fue probablemente la más difícil, por lo cual no debe extrañarnos que haya vida en los abismos.

Desde luego, la vida no es tan rica en las profundidades como cerca de la superficie. La masa de materia viviente que se halla por debajo de los 7.000 m ocupa sólo la décima parte, por unidad de volumen de océano, respecto a la que se estima para los 3.000. Además, por debajo de los 7.000 m de profundidad hay muy pocos carnívoros —si es que hay alguno—, ya que no circulan suficientes presas para su subsistencia. En su lugar, hay seres que se alimentan de cualquier detrito orgánico que puedan hallar. Cuan poco tiempo ha transcurrido desde la colonización de los abismos puede demostrarse por el hecho de que ningún antecesor de las criaturas halladas se ha

desarrollado a partir de un período anterior a 200 millones de años, y que el origen de la mayor parte de ellos no se remonta a más de 50 millones de años. Se produjo sólo al comienzo de la Era de los dinosaurios, cuando el mar profundo, hasta entonces libre de todo organismo, vióse invadido, finalmente, por la vida.

No obstante, algunos de los organismos que invadieron las profundidades sobrevivieron en ellas, en tanto que perecieron sus parientes más próximos a la superficie. Esto se demostró de forma espectacular, a finales de la década de 1930. El 25 de diciembre de 1938, un pescador de arrastre que efectuaba su trabajo en las costas de África del Sur capturó un extraño pez, de 1,5 m de longitud aproximadamente. Lo más raro de aquel animal era que tenía las aletas adosadas a lóbulos carnosos, en vez de tenerlas directamente unidas al cuerpo. Un zoólogo sudafricano, J. L. B. Smith, que tuvo la oportunidad de examinarlo, lo recibió como un magnífico regalo de Navidad. Se trataba de un celacanto, pez primitivo que los zoólogos habían considerado extinto hacía 70 millones de años. Era el espécimen viviente de un animal que se suponía había desaparecido de la Tierra antes de que los dinosaurios alcanzaran su hegemonía.

La Segunda Guerra Mundial constituyó un paréntesis en la búsqueda de más celacantos. En 1952 fue pescado, en las costas de Madagascar, otro ejemplar de un género diferente. Posteriormente se pescaron otros muchos. Como está adaptado a la vida en aguas bastante profundas, el celacanto muere rápidamente cuando es izado a la superficie.

Los evolucionistas han tenido un particular interés en estudiar este espécimen de celacanto, ya que a partir de él se desarrollaron los primeros anfibios. En otras palabras, el celacanto es más bien un descendiente directo de nuestros antepasados visciformes.

Un descubrimiento aún más excitante se produjo en los últimos años de la década de los setenta. Se trata de la existencia de parajes *calientes* en el suelo de los océanos, donde el cálido magma del manto asciende desacostumbradamente cerca de los límites superiores de la corteza y calienta el agua que hay por encima.

A principios de 1977, un submarino abisal, con científicos a bordo, investigó el suelo marino cerca de los lugares cálidos al este de las islas Galápagos y en la boca del golfo de California. En este último lugar caliente descubrieron *chimeneas,* a través de las cuales aparecían erupciones de barro humeante, que sembraban de minerales el agua del mar circulante.

Los minerales eran ricos en azufre y también abundaban en especies de bacterias, las cuales conseguían su energía de las reacciones químicas implicadas en el azufre más el calor, y no de la luz solar. Pequeños animales se alimentaban de esas bacterias, y los animales más grandes devoraban a los más pequeños.

Esto constituyó una nueva cadena de formas de vida que no dependían de las células de las plantas en las capas superiores del mar. Aunque la luz solar no aparezca en ninguna parte, esta cadena puede existir, dado que el calor y los minerales continúan surgiendo desde el interior de la Tierra; por lo tanto, sólo aparecerán en las cercanías de los lugares calientes.

Almejas, cangrejos y diversas clases de gusanos, algunos bastante grandes, se retiraron y estudiaron en esa zona de los suelos marinos. Todos ellos se desarrollaron perfectamente en aguas que serían venenosas para especies no adaptadas a las particularidades químicas de la región.

Inmersiones en las profundidades del mar

Éste es un ejemplo del hecho de que la forma ideal de estudiar las profundidades es enviar observadores humanos a las mismas. El agua no es un medio ambiente conveniente para nosotros, como es natural. Desde los tiempos antiguos los buceadores han practicado sus habilidades y aprendido a bajar hasta profundidades de

unos 20 m, y a permanecer debajo del agua durante, más o menos, 2 minutos. Pero el cuerpo, sin ayudas, no puede mejorar estas marcas.

En los años 1930, por medio de gafas, aletas de goma para los pies y *snorkels* (cortos tubos, con un extremo en la boca y otro sobresaliendo por encima de la superficie del agua; de una voz alemana que significa «hocico»), hicieron posible a los nadadores el avanzar por debajo del agua durante largos períodos de tiempo, y con mayor eficiencia que de otro modo. Se trataba de una natación submarina, inmediatamente por debajo de la superficie del mar.

En 1943, el oficial de Marina Jacques-Yves Cousteau desarrolló un sistema por medio del cual los submarinistas comenzaron a transportar cilindros de aire comprimido, que podían espirarse en unas latas con productos químicos, los cuales absorbían el anhídrido carbónico y conseguían que el aire espirado pudiese respirarse de nuevo. Esto constituyó la escafandra autónoma, y el deporte, que se hizo popular después de la guerra, recibió el nombre de escafandrismo autónomo.

Los escafandristas experimentados alcanzan unas profundidades de 70 m, pero esto resulta muy somero si lo comparamos con la profundidad de los océanos.

El primer traje práctico para bucear lo inventó, en 1830, Augustus Siebe. Un buzo, con el traje moderno adecuado, baja a unos 100 m. Un traje de buzo recubre por completo el cuerpo humano, pero un revestimiento aún más elaborado lo representa un barco adecuado para los viajes por debajo del mar, es decir, un *submarino.*

El primer submarino que pudo en realidad permanecer debajo del agua durante un razonable período de tiempo sin ahogar a las personas que se encontraban en su interior, fue construido ya en 1620 por un inventor neerlandés, Cornelis Drebbel. Sin embargo, ningún submarino podía ser una cosa práctica hasta que fuese impulsado por algo más que por una hélice accionada manualmente. La energía del vapor no resultaba útil porque no se podía quemar combustible en la limitada atmósfera de un submarino cerrado. Lo que se necesitaba era un motor que funcionase con la electricidad albergada en una batería.

El primer submarino de este tipo se construyó en 1886. Aunque la batería debía recargarse periódicamente, la autonomía de crucero del navio entre recargas era de unos 100 kilómetros. Para cuando empezó la Primera Guerra Mundial, las potencias europeas más importantes tenían todas submarinos y los emplearon como barcos de guerra. No obstante, estos primeros submarinos eran frágiles y no podían descender demasiado[1].

En 1934, Charles William Beebe consiguió descender hasta unos 1.000 metros en su *batisfera,* una embarcación de recias paredes, equipada con oxígeno y productos químicos para absorber el dióxido de carbono.

Básicamente, la batisfera es un objeto inerte, suspendido de un buque de superficie mediante un cable (un cable roto significaba el final de la aventura). Por tanto, lo que se precisaba era una nave abisal maniobrable. Tal nave, el *batiscafo,* fue inventada, en 1947, por el físico suizo Auguste Piccard. Construido para soportar grandes presiones, utilizaba un pesado lastre de bolas de hierro (que, en caso de emergencia, eran soltadas automáticamente) para sumergirse, y un «globo» con gasolina (que es más ligera que el agua), para procurar la flotación y la estabilidad. En su primer ensayo, en

---

[1] Resulta importante añadir aquí que Narciso Monturiol, inventor español nacido en Figueres (1819-1885), construyó un submarino al que puso el nombre de *Ictíneo, y* que fue experimentado con éxito en 1859. También cabe dejar constancia de los trabajos en este campo de Isaac Peral, marino español nacido en Cartagena (1851-1859), que también inventó un barco submarino. Funcionaban con motores eléctricos sumergidos y diesel en la superficie. *(N. del T.)*

las costas de Dakar, al oeste de África, en 1948, el batiscafo (no tripulado) descendió hasta los 1.350 m.

Posteriormente, Piccard y su hijo Jacques construyeron una versión mejorada del batiscafo. Esta nave fue llamada *Trieste* en honor de la que más tarde sería Ciudad Libre de Trieste, que había ayudado a financiar su, construcción. En 1953, Piccard descendió hasta los 4.000 ni en aguas del Mediterráneo.

El *Trieste* fue adquirido por la Marina de Estados Unidos, con destino a la investigación. El 14 de enero de 1960, Jacques Piccard y un miembro de dicha Marina, Don Walsh, tocaron el suelo de la fosa de las Marianas, o sea, que descendieron hasta los 11.263 m, la mayor profundidad abisal. Allí, donde la presión era de 1.100 atmósferas, descubrieron corrientes de agua y criaturas vivientes. La primera criatura observada era un vertebrado, un pez en forma de lenguado, de unos 30 cm de longitud y provisto de ojos.

En 1964, el batiscafo *Arquímedes,* de propiedad francesa, descendió diez veces al fondo de la sima de Puerto Rico, la cual —con una profundidad de 8.445 m— es la más honda del Atlántico. También allí, cada metro cuadrado de suelo oceánico tenía su propia forma de vida. De modo bastante curioso, el terreno no descendía uniformemente hacia el abismo, sino que parecía más bien dispuesto en forma de terrazas, como una gigantesca escalera.

LOS CASQUETES POLARES

Siempre han fascinado a la Humanidad los lugares más extremos de nuestro planeta, y uno de los más esforzados capítulos de la historia de la Ciencia ha sido la exploración de las regiones polares. Estas zonas están cargadas de fábulas, fenómenos espectaculares y elementos del destino humano: las extrañas auroras boreales, el frío intenso y, especialmente, los inmensos casquetes polares, que determinan el clima terrestre y el sistema de vida del hombre.

El polo Norte

Las regiones polares atrajeron la atención algo tardíamente en la historia de la Humanidad. Fue durante la edad de las grandes exploraciones, tras el descubrimiento de América por Cristóbal Colón. Los primeros exploradores del Ártico estaban interesados, principalmente, en hallar una vía marítima que permitiera bordear Norteamérica por su parte más alta. Persiguiendo este fuego fatuo, el navegante inglés Henry Hudson (al servicio de Holanda), en 1610, encontró la bahía que hoy lleva su nombre, lo cual le costó la vida. Seis años después, otro navegante inglés, William Baffin, descubrió lo que más tarde sería la bahía de Baffin y llegó, en su penetración, a unos 1.200 km del polo Norte. De forma casual, de 1846 a 1848, el explorador británico John Franklin emprendió su ruta a través de la costa norte del Canadá y descubrió el «Paso del Noroeste» (paso que luego resultó absolutamente impracticable para los barcos). Murió durante el viaje (fig. 4.6).



FIG. 4.6. *Mapa del polo Norte.*

Siguió luego medio siglo de esfuerzos por alcanzar el polo Norte, movidos casi siempre por la simple aventura o por el deseo de ser los primeros en conseguirlo. En 1873, los exploradores austríacos Julius Payer y Cari Weyprecht lograron llegar a unos 900 km del Polo. Descubrieron un archipiélago, que denominaron Tierra de Francisco José, en honor del emperador de Austria. En 1896, el explorador noruego rridtjof Nansen llegó, en su viaje sobre el hielo ártico, hasta una distancia de 500 km del Polo. Finalmente, el 6 de abril de 1909, el explorador americano Robert Edwin Peary alcanzó el Polo propiamente dicho.

El polo Norte ha perdido hoy gran parte de su misterio. Ha sido explorado desde el hielo, por el aire y bajo el agua. Richard Evelyn Byrd y Floyd Bennett fueron los primeros en volar sobre él en 1926, y los submarinos han atravesado también sus aguas.

Entretanto, la masa de hielo más grande del Norte, concentrada en Groenlandia, ha sido objeto de cierto número de expediciones científicas. Se ha comprobado que el glaciar de Groenlandia cubre 1.833.900 de los 2.175.600 km^2 de aquella isla, y se sabe también que su hielo alcanza un espesor de más de 1,5 km en algunos lugares.

A medida que se acumula el hielo, es impulsado hacia el mar, donde los bordes se fragmentan, para formar los icebergs. Unos 16.000 icebergs se forman por tal motivo cada año en el hemisferio Norte, el 90 % de los cuales procede de la masa de hielo de Groenlandia. Los icebergs se desplazan lentamente hacia el Sur, en particular hacia el Atlántico Oeste. Aproximadamente unos 400 por año rebasan Terranova y amenazan las rutas de navegación. Entre 1870 y 1890, catorce barcos se fueron a pique, y otros cuarenta resultaron dañados a consecuencia de colisiones con icebergs.

El climax se alcanzó en 1912, cuando el lujoso buque de línea *Titanic* chocó con un iceberg y se hundió, en su viaje inaugural. Desde entonces se ha mantenido una vigilancia internacional de las posiciones de estos monstruos inanimados. Durante los años que lleva de existencia esta «Patrulla del Hielo», ningún barco se ha vuelto a hundir por esta causa.

El polo Sur: La Antártida

Mucho mayor que Groenlandia es el gran glaciar continental del polo Sur. La masa de hielo de la Antártida cubre 7 veces el área del glaciar de Groenlandia y tiene un espesor medio de 1.600 a 2.400 m. Esto se debe a la gran extensión del continente antartico, que se calcula entre los 13.500.000 y los 14.107.600 km^2, aunque todavía no se sabe con certeza qué parte es realmente tierra y qué cantidad corresponde al mar cubierto por el hielo. Algunos exploradores creen que la Antártida es un grupo de grandes islas unidas entre sí por el hielo, aunque, por el momento, parece predominar la teoría continental (fig. 4.7)

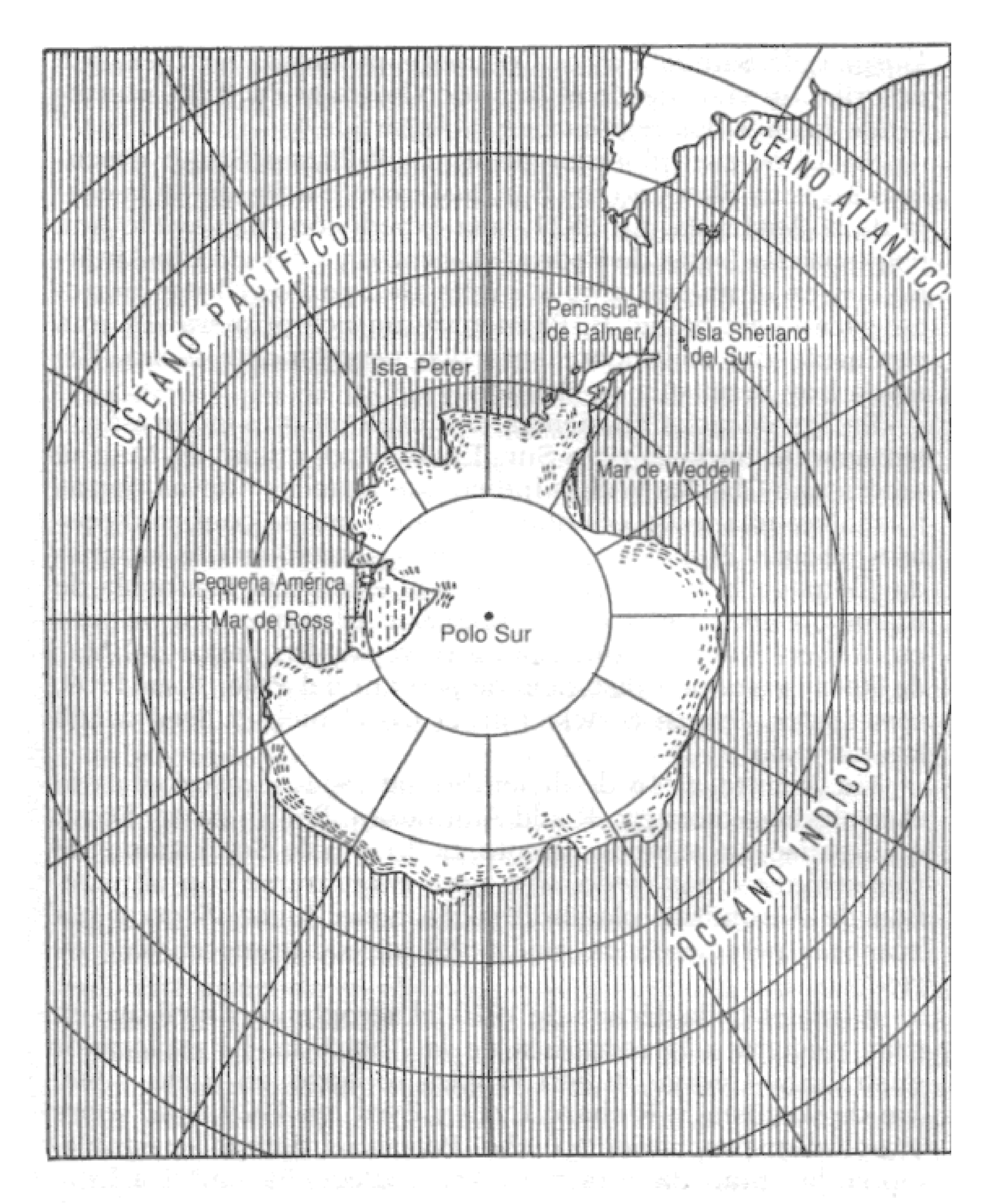


FIG. 4.7. *Los mayores glaciares continentales están hoy día ampliamente restringidos a Groenlandia y la Antártida. En el período cumbre de la última era glacial, los glaciares se extendieron sobre la mayor parte del norte y el oeste de Europa y al sur de los Grandes Lagos, en el continente americano.*

El famoso explorador inglés James Cook (más conocido como capitán Cook) fue el primer europeo que rebasó el círculo antartico. En 1773 circunnavegó las regiones antarticas. (Tal vez fue este viaje el que inspiró *The Rime of the Ancient Mariner,* de Samuel Taylor Coleridge, publicada en 1798, que describe un viaje desde al Atlántico hasta el Pacífico, atravesando las heladas regiones de la Antártida.)

En 1819, el explorador británico Williams Smith descubrió las islas Shetland del Sur, justamente a 80 km de la costa de la Antártida. En 1821, una expedición rusa avistó

una pequeña isla («Isla de Pedro I»), dentro ya del círculo Antartico; y, en el mismo año, el inglés George Powell y el norteamericano Nathaniel B. Palmer vieron por primera vez una península del continente antartico propiamente dicho, llamada hoy Península de Palmer.

En las décadas siguientes, los exploradores progresaron lentamente hacia el polo Sur. En 1840, el oficial de Marina americano Charles Wilkes indicó que aquellas nuevas tierras formaban una masa continental, teoría que se confirmó posteriormente. El inglés James Weddell penetró en una ensenada (llamada hoy Mar de Weddell) al este de la Península de Palmer, a unos 1.400 km del polo Sur. El explorador británico, Robert Falcon Scott, viajó a través de los hielos del Mar de Ross, hasta una distancia de 800 km del Polo. Y en 1909, otro inglés, Ernest Shackleton, cruzó el hielo y llegó a 160 km del Polo.

Finalmente, el 16 de diciembre de 1911, alcanzó el éxito el explorador noruego Roald Amundsen. Por su parte, Scott, que realizó un segundo intento, holló el polo Sur justamente tres semanas más tarde, sólo para encontrarse con el pabellón de Amundsen plantado ya en aquel lugar. Scott y sus hombres perecieron en medio del hielo durante el viaje de retorno.

A finales de la década de 1920, el aeroplano contribuyó en gran manera a la conquista de la Antártida. El explorador australiano George Hubert Wilkins recorrió, en vuelo, 1.900 km de su costa, y Richard Evelyn Byrd, en 1929, voló sobre el polo Sur propiamente dicho. Por aquel tiempo se estableció en la Antártida la primera base: «Pequeña América I.»

El Año Geofísico Internacional

Las regiones polares Norte y Sur se transformaron en puntos focales del mayor proyecto internacional científico de los tiempos modernos. Dicho proyecto tuvo su origen en 1882-1883, cuando cierto número de naciones se agruparon en un «Año Polar Internacional», destinado a la investigación y exploración científica de fenómenos como las auroras, el magnetismo terrestre, etc. Alcanzó tal éxito, que en 1932-1933, se repitió un segundo Año Polar Internacional. En 1950, el geofísico estadounidense Lloyd Berkner (que había tomado parte en la primera expedición de Byrd a la Antártida) propuso un tercer año de este tipo. La sugerencia fue aceptada entusiásticamente por el International Council of Scientific Unions. Por aquel tiempo, los científicos disponían ya de poderosos instrumentos de investigación y se planteaban nuevos problemas acerca de los rayos cósmicos, de la atmósfera superior, de las profundidades del océano e incluso de la posibilidad de la exploración del espacio. Se preparó un ambicioso «Año Geofísico Internacional», que duraría desde el 1.° de julio de 1957, hasta el 31 de diciembre de 1958 (período de máxima actividad de las manchas solares). La empresa recibió una decidida colaboración internacional. Incluso los antagonistas de la guerra fría —la Unión Soviética y Estados Unidos— procedieron a enterrar el hacha de la guerra, en consideración a la Ciencia.

Aunque el éxito más espectacular del Año Geofísico Internacional, desde el punto de vista del interés público, fue el satisfactorio lanzamiento de satélites artificiales por parte de la Unión Soviética y Estados Unidos, la Ciencia obtuvo otros muchos frutos de no menor importancia. De entre ellos, el más destacado fue una vasta exploración internacional de la Antártida. Sólo Estados Unidos estableció siete estaciones, que sondearon la profundidad del hielo y sacaron a la superficie, desde una profundidad de varios kilómetros, muestras del aire atrapado en él —aire que tendría una antigüedad de varios millones de años—, así como restos de bacterias. Algunas de éstas, congeladas a unos 30 m bajo la superficie del hielo y que tendrían tal vez un siglo de edad, fueron revividas y se desarrollaron normalmente. Por su parte, el grupo soviético estableció una base en el «Polo de la inaccesibilidad» o sea, el lugar situado más en el interior de la Antártida, donde registraron nuevas mínimas de temperatura. En agosto de 1960 —el semiinvierno antartico— se registró una temperatura de -115° C, suficiente como para congelar el anhídrido carbónico. En el curso de la siguiente década operaron en la Antártida docenas de estaciones.

En la más espectacular hazaña realizada en la Antártida, un grupo de exploración británico, dirigido por Vivían Ernest Fuchs y Edmund Hillary, cruzó el continente por primera vez en la historia —si bien con vehículos especiales y con todos los recursos de la Ciencia moderna a su disposición—.

Por su parte, Hillary había sido también el primero —junto con el *sherpa* Tensing Norgay— en escalar el monte Everest, el punto más alto de la Tierra, en 1953.

El éxito del Año Geofísico Internacional y el entusiasmo despertado por esta demostración de cooperación en plena guerra fría, se tradujeron, en 1959, en un convenio firmado por doce naciones, destinado a excluir de la Antártida todas las actividades militares (entre ellas, las explosiones nucleares y el depósito de desechos radiactivos). Gracias a ello, este continente quedará reservado a las actividades científicas.

Glaciares

La masa de hielo de la Tierra, con un volumen de más de 14 millones de kilómetros cúbicos, cubre, aproximadamente, el 10 % del área terrestre emergida. Casi el 86 % de este hielo está concentrado en el glaciar continental de la Antártida, y un 10 %, en el glaciar de Groenlandia. El restante 4 % constituye los pequeños glaciares de Islandia, Alaska, Himalaya, los Alpes y otros lugares del Globo.

En particular los glaciares alpinos han sido objeto de estudio durante mucho tiempo. En la década de 1820, dos geólogos suizos, J. Venetz y Jean de Charpentier, comunicaron que las características rocas de los Alpes centrales estaban también esparcidas por las llanuras del Norte. ¿Cómo habían podido llegar hasta allí? Los geólogos especularon sobre la posibilidad de que los glaciares montañosos hubieran cubierto en otro tiempo un área mucho mayor, para dejar abandonados, al retirarse, peñascos y restos de rocas.

Un zoólogo suizo, Jean-Louis-Rodolphe Agassiz, profundizó en esta teoría. Colocó líneas de estacas en los glaciares para comprobar si se movían realmente. En 1840 había demostrado, más allá de toda duda, que los glaciares fluían, como verdaderos ríos lentos, a una velocidad aproximada de 67,5 m por año. Entretanto, Agassiz había viajado por Europa y hallado señales de glaciares en Francia e Inglaterra. En otras áreas descubrió rocas extrañas a su entorno y observó en ellas señales que sólo podían haber sido hechas por la acción abrasiva de los glaciares, mediante los guijarros que transportaban incrustados en sus lechos.

Agassiz marchó a Estados Unidos en 1846 y se convirtió en profesor de Harvard. Descubrió signos de glaciación en Nueva Inglaterra y en el Medio Oeste. En 1850 era ya del todo evidente que debió de haber existido una época en que gran parte del hemisferio Norte había estado bajo un enorme glaciar continental. Los depósitos dejados por el glaciar han sido estudiados con detalle desde la época de Agassiz, y dichos estudios han mostrado que el glaciar avanzó y se retiró cierto número de veces en el último millón de años, lo que forma el *período pleistoceno.*

El término de *glaciación pleistocena* se emplea en la actualidad de forma general por parte de los geólogos para definir lo que popularmente se conoce como *edad glacial.* A fin de cuentas, ya hubo edades glaciales antes del pleistoceno. Se produjo una hace unos 250 millones de años, y otra hace unos 600 millones de años, y tal vez otra, aunque el gran lapso transcurrido haya borrado la mayor parte de las evidencias geológicas. Así, pues, en conjunto, las épocas glaciales son algo infrecuente y han ocupado sólo unas pocas décimas del 1 % de la historia total de la Tierra.

En lo que respecta a la glaciación pleistocena, parece ser que el manto de hielo antartico, aunque en la actualidad sea con mucho el más grande, se vio poco implicado en el avance de la época glacial más reciente. El manto de hielo antartico sólo puede extenderse hacia el mar y romperse allí. El hielo flotante puede volverse más abundante y ser más efectivo en el enfriamiento general del océano, pero las zonas terrestres del hemisferio meridional están demasiado lejos de la Antártida para verse

afectadas, hasta el punto de aumentar sus mantos de hielo propios, excepto en alguna glaciación en el extremo más al sur de los Andes.

Un caso por completo diferente es el del hemisferio Norte, donde grandes extensiones de tierra se agrupan muy cerca del Polo. Es allí donde la expansión del manto de hielo resulta más dramática, y la glaciación pleistocena se discute casi exclusivamente en conexión con el hemisferio septentrional. Además del propio manto de hielo ártico que ahora existe (Groenlandia), hubo tres mantos de hielo más, con un área superior a los dos millones y medio de kilómetros cuadrados cada uno: el Canadá, Escandinavia y Siberia.

Tal vez a causa de que Groenlandia fuera el lugar donde se inició la glaciación septentrional, el cercano Canadá sufrió una glaciación mayor que la más distante Escandinavia, o la aún más alejada Siberia. El manto de hielo canadiense, al aumentar desde el Noreste, dejó gran parte de las vertientes de Alaska y del Pacífico sin glaciaciones, pero se extendió hacia el Sur hasta que el borde del hielo cubrió gran parte de la zona norte de Estados Unidos. En su máxima extensión meridional, los límites del hielo abarcaron desde Seattle, en el Estado de Washington, hasta Bismark, en el de Dakota del Norte, virando luego hacia el Oeste, siguiendo en gran parte la línea del moderno río Misuri, pasando por Omaha y San Luis, encaminándose a continuación hacia el Este pasando por Cincinnati, Filadelfia y Nueva York. Al parecer, el límite meridional abarcó toda la zona que en la actualidad es conocida por Long Island.

En total, cuando el manto de hielo se encontró en su extensión más alejada, ocupó más de 40 millones de kilómetros cuadrados de tierra en ambas regiones polares, es decir, más o menos el 30 % de la actual superficie terrestre de nuestro planeta. Esto representa tres veces más zona terrestre que la cubierta hoy por los hielos.

Un examen cuidadoso de las capas de sedimento en el suelo de las áreas donde existen hoy mantos de hielo, muestra que avanzaron y se retiraron cuatro veces. Cada uno de los cuatro períodos glaciales duró de 50.000 a 100.000 años. Entre ellos existieron *períodos interglaciales,* que fueron templados e incluso cálidos, y que también se prolongaron mucho.

La cuarta y más reciente glaciación alcanzó su máxima extensión hace unos 18.000 años, y tuvo lugar en lo que ahora es el río Ohio. A continuación, siguió una lenta retirada. Una idea de esa lentitud cabe tenerla cuando nos enteramos de que la regresión progresó a unos 80 metros por año, durante amplios espacios de tiempo. En otros lugares se produjo un renovado avance, aunque parcial y temporal.

Hace unos 10.000 años, cuando la civilización estaba en sus inicios en el Oriente Próximo, los glaciares comenzaron su retirada final. Hace unos 8.000 años, el lago Salado ya estaba despejado de hielo, y hace unos 5.000 años (más o menos en la época en que se inventó la escritura en el Oriente Medio), el hielo se había retirado más o menos donde se encuentra en la actualidad.

Los avances y retrocesos de los mantos glaciales no sólo dejaron su marca en el clima del resto de la Tierra, sino en la misma forma de los continentes. Por ejemplo, si los ahora disminuidos glaciares de Groenlandia y de la Antártida se fundiesen por completo, el nivel del océano se elevaría casi 70 metros. Anegaría las zonas costeras de todos los continentes, incluyendo la mayoría de las grandes ciudades del mundo, y el nivel de las aguas alcanzaría el piso vigésimo de los rascacielos de Manhattan. Por otra parte, Alaska, Canadá, Siberia, Groenlandia e incluso la Antártida se harían más habitables.

La situación inversa tiene lugar en el momento más acusado de una era glacial. Gran parte del agua queda retenida en forma de casquetes polares situados en zonas terrestres (hasta tres o cuatro veces superiores a la cantidad actual), y el nivel del mar descendería hasta 125 metros por debajo de su nivel. En este caso, quedan expuestas las plataformas continentales.

Las plataformas continentales son porciones del océano próximas a los continentes relativamente someras. El suelo marino desciende, más o menos gradualmente, hasta una profundidad de 130 metros. Tras esto, el declive es mucho más agudo y se consiguen con rapidez profundidades considerablemente mayores. Estructuralmente, las plataformas continentales constituyen una parte de los continentes junto a los que se encuentran, y el borde de la plataforma forma la auténtica frontera del continente. En el momento actual, existe suficiente agua en las cuencas oceánicas como para inundar las zonas fronterizas del continente.

Pero la plataforma continental no constituye un área pequeña. Es mucho más ancha en algunos lugares que en otros; por ejemplo, existe una plataforma continental con un área considerable en la zona este de Estados Unidos, aunque sea más pequeña en la costa occidental (que se encuentra al borde de una placa de la corteza). En conjunto, la plataforma continental tiene unos 80 kilómetros de anchura, de promedio, y constituye un área total de 25 millones de kilómetros cuadrados. En otras palabras, un área potencial de la plataforma continental, mayor que la Unión Soviética en tamaño, se halla anegada por las aguas del océano.

Es esta zona la que queda expuesta durante los períodos de máxima glaciación, y en efecto estuvo al descubierto en las últimas épocas glaciales. Han sido extraídos fósiles de animales terrestres de las plataformas continentales, a muchos kilómetros de la zona terrestre y bajo muchos metros de agua. Y lo que es aún más, con las secciones continentales septentrionales cubiertas de hielo, la lluvia era más frecuente que en la actualidad, llegaba más al Sur, por lo que el desierto del Sahara era un herbazal. El desecamiento del Sahara, a medida que los casquetes polares retrocedían, tuvo lugar no mucho antes del inicio de los tiempos históricos.

Existe, pues, un movimiento pendular en la habitabilidad. Cuando el nivel marino desciende, amplias áreas continentales se convierten en desiertos de hielo, pero las plataformas continentales se hacen habitables, así como los actuales desiertos. Cuando el nivel del mar sube, existe una ulterior inundación de las tierras bajas, pero las regiones polares se hacen habitables, y una vez más el desierto se retira.

Como pueden ver, pues, esos períodos de glaciación no eran necesariamente épocas de desolación y catástrofe. Todo el hielo de los mantos de hielo en la época de la máxima extensión de los glaciares constituyó sólo un 0,35 % del agua total del océano. Por lo tanto, el océano se ve escasamente afectado por las oscilaciones del hielo. En realidad, las áreas someras disminuyeron considerablemente en extensión, y esas zonas son muy ricas en vida. Por otra parte, las aguas oceánicas tropicales se encontraban en todas partes de 2 a 6 grados más frías de como lo están ahora, lo cual significa más oxígeno en disolución y más vida.

Y, además, el avance y retroceso del manto de hielo es en extremo lento, y la vida animal en general puede adaptarse, virando con lentitud hacia el Norte y hacia el Sur. Incluso existe un momento en que puede tener lugar una revolucionaria adaptación, por lo que durante la edad de los hielos florecieron por completo los mamuts.

Finalmente, las oscilaciones no son tan amplias como podría parecer, puesto que el hielo nunca se funde por completo. El manto de hielo antartico ha existido, con relativos pocos cambios, durante unos 20 millones de años, y limita la fluctuación en el nivel del mar y en la temperatura.

De todos modos, no quiero decir que el futuro no nos presente motivos para preocuparnos. No existe ninguna razón para creer que una quinta glaciación no pueda tener lugar llegado el momento, con sus propios problemas. En la glaciación anterior, los pocos seres humanos eran cazadores que podían fácilmente dirigirse hacia el Sur y hacia el Norte, tras las huellas de las presas que cazaban. En la próxima glaciación, los seres humanos, indudablemente (como ya ocurre hoy), serán mayores en número y relativamente fijados al terreno en virtud de sus ciudades y demás estructuras. Sin embargo, es posible que varias facetas de la tecnología humana aceleren el avance o el retroceso de los glaciares.

Causas de las Eras glaciales

Al considerar las Eras glaciales, la cuestión más importante que se plantea es la de averiguar su causa. ¿Por qué el hielo avanza o retrocede, y por qué las glaciaciones han tenido una duración tan relativamente breve, pues la actual ocupó sólo 1 millón de los últimos 100 millones de años?

Sólo se necesita un pequeño cambio técnico para que se inicie o termine una Era glacial: un simple descenso en la temperatura, suficiente para acumular durante el invierno una cantidad de nieve superior a la que se puede fundir en verano, o, a la inversa, una elevación de la temperatura que baste para fundir durante el verano más nieve de la que ha caído en invierno. Se calcula que un descenso, en el promedio anual de temperatura, de sólo 3,5° C, basta para que crezcan los glaciares, en tanto que una elevación de la misma magnitud fundiría los hielos en la Antártida y Groenlandia, las cuales quedarían convertidas en desnudas rocas en sólo unos siglos.

Un pequeño descenso en la temperatura suficiente para incrementar el manto de hielo levemente durante unos cuantos años, sirve para conseguir que el proceso continúe. El hielo refleja la luz con mayor eficiencia que las rocas y el suelo, puesto que el hielo refleja el 90 % de la luz que cae sobre él, mientras que el suelo desnudo sólo es el 10 *%.* Un ligero incremento en el manto de hielo refleja más luz y absorbe menos, por lo que la temperatura de la Tierra descendería un poco más allá, y el crecimiento del manto de hielo se aceleraría.

De forma similar, si la temperatura de la Tierra subiera ligeramente —justo lo suficiente para forzar una pequeña regresión del hielo—, se reflejaría menos luz solar y se absorbería más, acelerando dicha retirada.

En ese caso, ¿es el proceso lo que acciona la acción de una forma u otra?

Una posibilidad consiste en que la órbita de la Tierra no se halla del todo fijada y no se repite a sí misma exactamente con el paso de los años. Por ejemplo, el tiempo del perihelio no se halla fijado. Ahora mismo, el perihelio, la época en que el Sol se halla más cerca de la Tierra, llega poco después del solsticio invernal. Sin embargo, la posición del perihelio varía de una forma firme y realiza un circuito completo de la órbita en 21.310 años. Así, pues, la dirección del eje varía y marca un círculo en el firmamento (la precesión de los equinoccios) en 25.780 años. Asimismo, la cantidad actual de la inclinación cambia levemente, aumentando un poco más, luego un poco menos, y todo esto en una lenta oscilación.

Todos esos cambios tienen un pequeño efecto sobre la temperatura media de la Tierra, no muy grande, pero sí lo suficiente en algunos momentos para accionar el gatillo, ya en el sentido de avance de los glaciares o en el de su retroceso.

En 1930, un físico yugoslavo, Milutin Milankovich, sugirió un ciclo de esta clase que tenía 40.000 años de duración, con una «Gran primavera», un «Gran verano», un «Gran otoño» y un «Gran invierno», cada uno de ellos de 10.000 años de extensión. Según esta teoría, la Tierra sería particularmente susceptible a la glaciación en el momento del «Gran invierno», y en realidad lo llevaría a cabo cuando los otros factores fuesen también favorables. Una vez conseguida la glaciación, la Tierra empezaría la desglaciación, de una forma muy probable, en el «Gran verano», si los otros factores fuesen favorables.

La sugerencia de Milankovich no encontró mucho favor cuando se avanzó, pero, en 1976, el problema fue abordado por J. D. Hays y John Imbrie, de Estados Unidos, y N. J. Shackleton, de Gran Bretaña. Trabajaron con grandes núcleos de sedimentos extraídos de dos lugares diferentes en el océano índico, de unas zonas relativamente someras y alejadas de extensiones terrestres, para que no contuviesen material contaminado de las próximas zonas costeras, o del somero fondo del mar.

Esos núcleos estaban formados por el material que se había deslizado hasta el fondo de una forma continuada durante un período de 450.000 años. Cuanto más profundo

era el núcleo observado, resultaba de un año más alejado. Fue posible estudiar esqueletos de diminutos animales unicelulares, que, en diferentes especies, habían florecido a temperaturas distintas. Al medir la relación de los diversos lugares en el núcleo, se podía determinar la temperatura del océano en épocas variadas.

Ambos métodos de medición de las temperaturas se mostraron de acuerdo, y los dos parecían indicar algo muy semejante al ciclo de Milankovich. Así, pues, es posible que la Tierra tenga un lento, muy severo y glacial invierno a largos intervalos, lo mismo que tiene un pequeño invierno cubierto de nieve cada año.

Pero, en ese caso, ¿por qué debería el ciclo de Milankovich haber funcionado durante el transcurso del pleistoceno, pero no durante un par de centenares de millones antes, cuando no hubo en absoluto glaciaciones?

En 1953, Maurice Ewing y William L. Donn sugirieron que la razón de ello radicaría en la geografía particular del hemisferio septentrional. La región ártica es casi por completo oceánica, pero se trata de un océano rodeado de zonas terrestres con grandes masas continentales trabándolo por ambos lados.

Imaginemos el océano Ártico un poco más cálido de como lo es hoy, con poco o escaso manto de hielo, y ofreciendo una faja continua de superficie líquida. El océano Glacial Ártico serviría entonces como fuente de vapor de agua, que, enfriándose en la atmósfera superior, caería en forma de nieve. La nieve que se precipitase en el océano se fundiría, pero la que cayese sobre las masas continentales que lo rodearían se acumularía, y desencadenaría así la glaciación; la temperatura descendería y el océano Glacial Ártico se congelaría de nuevo.

El hielo no libera tanto vapor acuoso como lo hace el agua líquida a igual temperatura. Una vez el océano Glacial Ártico se helara, habría menos vapor acuoso en el aire y menos nevadas. Los glaciares comenzarían a retirarse, y si iniciasen así la desglaciación, dicha regresión se aceleraría.

Así, pues, es posible que el ciclo de Milankovich origine períodos de glaciación sólo cuando, en uno o ambos Polos, exista un océano rodeado por todas partes por zonas terrestres. Pueden pasar centenares de millones de años sin que un océano de este tipo exista, por lo que no habrá glaciación; luego, la deriva de las placas tectónicas crearía una situación de este tipo, y de ese modo comenzaría un millón de años o más en que los glaciares avanzarían y se retirarían con regularidad. Sin embargo, esta interesante sugerencia no ha sido del todo aceptada.

En realidad, existen cambios menos regulares en la temperatura de la Tierra y una producción más errática de tendencias hacia el enfriamiento o hacia el caldeamiento. El químico estadounidense Jacob Bigeleisen, trabajando con H. C. Urey, midió la proporción de las dos variedades de átomo de oxígeno presentes en los antiguos fósiles de los animales marinos, a fin de medir la temperatura en las aguas en las que vivían estos animales. Hacia 1950, Urey y su grupo habían desarrollado la técnica de una forma tan precisa que, al analizar las capas de la concha de un fósil de varios millones de años (una forma extinguida de calamar), pudieron determinar que la criatura había nacido en verano, vivido cuatro años y muerto en primavera.

Este «termómetro» ha establecido que, hace 100 millones de años, la temperatura promedia de los océanos a nivel mundial era de 22° C. Se enfrió lentamente hasta 16°, 10 millones de años después y luego subió de nuevo a los 22° durante otros 10 millones de años. Desde entonces, la temperatura oceánica ha descendido de forma continuada. Todo aquello que accionase esta disminución puede ser asimismo un factor en la extinción de los dinosaurios (que probablemente se hallarían adaptados a unos climas templados y estables), y concedió un premio a aquellas aves y mamíferos de sangre caliente, que pueden mantener una temperatura interna constante.

Empleando la técnica de Urey, Cesare Emiliani estudió los caparazones de foraminíferos extraídos en núcleos del fondo oceánico. Descubrió que la temperatura total del océano era de unos 10 °C hace 30 millones de años, y de 6 °C hace veinte

millones de años, siendo en la actualidad de 2° (figura 4.8).

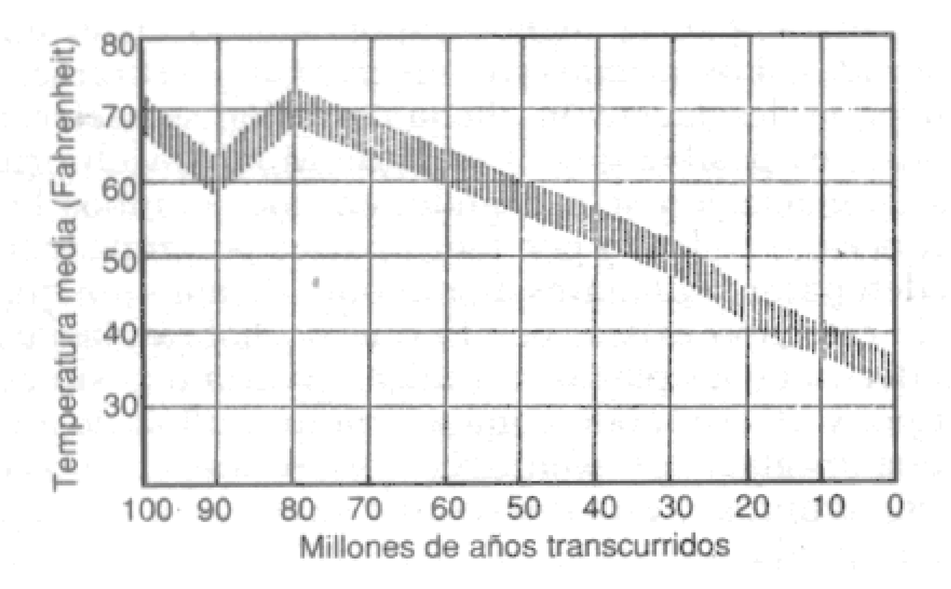


FIG. 4.8. El registro de las temperaturas oceánicas durante los últimos 100 millones de años.

¿Qué causó estos cambios a largo plazo de la temperatura? Una explicación posible es la del llamado *efecto invernadero,* a causa del dióxido de carbono. El dióxido de carbono absorbe con bastante fuerza la radiación infrarroja. Así, cuando existen cantidades apreciables del mismo en la atmósfera, tiende a bloquear el escape del calor por la noche de la tierra caldeada por el Sol. El resultado de ello es que se acumula el calor. Por otra parte, cuando desciende el contenido de dióxido de carbono de la atmósfera, en ese caso la Tierra se enfría de modo continuado.

Si la concentración corriente de dióxido de carbono del aire se doblase (desde un porcentaje del 0,03 en el aire a otro del 0,06), ese pequeño cambio sería suficiente para elevar la temperatura en conjunto de la Tierra en 3 grados, y ello llevaría a la completa y rápida fusión de los glaciares continentales. Si el dióxido de carbono descendiese hasta la mitad de la cantidad actual, la temperatura bajaría lo suficiente como para que los glaciares se extendiesen de nuevo hasta la región de la ciudad de Nueva York.

Los volcanes descargan grandes cantidades de dióxido de carbono en el aire; el desgaste de las rocas absorbe dióxido de carbono (formándose caliza). Por lo tanto, es posible prever un par de mecanismos para los cambios climáticos terrestres a largo plazo. Un período superior al normal de actividad volcánica liberaría una cantidad mayor de dióxido de carbono en el aire e iniciaría un caldeamiento de la Tierra. En caso contrario, una era de formación de montañas, exponiendo amplias zonas de nuevas rocas sin erosionar al aire, disminuiría la concentración de dióxido de carbono en la atmósfera. Este último proceso ha podido tener lugar a finales del *mesozoico:* la era de los reptiles, hace unos 80 millones de años, cuando comenzó el prolongado descenso en la temperatura de la Tierra.

Cualquiera que haya sido la causa de las Eras glaciales, parece ser que el hombre en lo futuro, podrá introducir cambios climáticos. Según el físico americano Gilbert N. Plass, estamos viviendo la última de las Eras glaciales, puesto que los hornos de la civilización invaden la atmósfera de anhídrido carbónico. Cien millones de chimeneas aportan anhídrido carbónico al aire incesantemente; el volumen total de estas emanaciones es de unos 6.000 millones de toneladas por año (unas 200 veces la cantidad procedente de los volcanes). Plass ha puesto de manifiesto que, desde 1900, el contenido de nuestra atmósfera en anhídrido carbónico se ha incrementado en un 10 % aproximadamente. Calculó que esta adición al «invernadero» de la Tierra, que ha impedido la pérdida de calor, habría elevado la temperatura media en un 1,1° C por

siglo. Durante la primera mitad del siglo XX, el promedio de temperatura ha experimentado realmente este aumento, de acuerdo con los registros disponibles (la mayor parte de ellos procedentes de Norteamérica y Europa). Si prosigue en la misma proporción el calentamiento, los glaciares continentales podrían desaparecer en un siglo o dos.

Las investigaciones realizadas durante el Año Geofísico Internacional parecen demostrar que los glaciares están retrocediendo casi en todas partes. En 1959 pudo comprobarse que uno de los mayores glaciares del Himalaya había experimentado, desde 1935, un retroceso de 210 m. Otros han retrocedido 300 e incluso 600 m. Los peces adaptados a las aguas frías emigran hacia el Norte, y los árboles de climas cálidos avanzan, igualmente, en la misma dirección. El nivel del mar crece lentamente con los años, lo cual es lógico si se están fundiendo los glaciares. Dicho nivel tiene ya una altura tal que, en los momentos de violentas tormentas y altas mareas, el océano amenaza con inundar el Metro de Nueva York.

No obstante, y considerando el aspecto más optimista, parece ser que se ha comprobado un ligero descenso en la temperatura desde principios de 1940, de modo que el aumento de temperatura experimentado entre 1880 y 1940 se ha anulado en un 50 %. Esto puede obedecer a una mayor presencia de polvo y humo en el aire desde 1940: las partículas tamizan la luz del Sol y, en cierto modo, dan sombra a la Tierra. Parece como si dos tipos distintos de contaminación atmosférica provocada por el hombre anulasen sus respectivos efectos, por lo menos en este sentido y temporalmente.

Capítulo 5

LA ATMÓSFERA

CAPAS DE AIRE

Aristóteles imaginaba el mundo formado por cuatro capas, que constituían los cuatro elementos de la materia: tierra (la esfera sólida), agua (el océano), aire (la atmósfera) y fuego (una capa exterior invisible, que ocasionalmente se mostraba en forma de relámpagos). Más allá de estas capas —decía—, el Universo estaba compuesto por un quinto elemento, no terrestre, al que llamó «éter» (a partir de un derivado latino, el nombre se convirtió en «quintaesencia», que significa «quinto elemento»).

En este esquema no había lugar para la nada; donde acababa la tierra, empezaba el agua; donde ambas terminaban, comenzaba el aire; donde éste finalizaba, se iniciaba el fuego, y donde acababa el fuego, empezaba el éter, que seguía hasta el fin del Universo. «La Naturaleza —decían los antiguos— aborrece el vacío» (el *horror vacui* de los latinos, el miedo a «la nada»).

Medición del aire

La bomba aspirante —un antiguo invento para sacar el agua de los pozos— parecía ilustrar admirablemente este horror al vacío (fig. 5.1.). Un pistón se halla estrechamente ajustado en el interior del cilindro; cuando se empuja hacia abajo el mango de la bomba, el pistón es proyectado hacia arriba, lo cual deja un vacío en la parte inferior del cilindro. Pero, dado que la Naturaleza aborrece el vacío, el agua penetra por una válvula, de una sola dirección, situada en el fondo del cilindro, y corre hacia el vacío. Repetidos bombeos hacen subir cada vez más el agua al cilindro, hasta que, por fin, sale el líquido por el caño de la bomba.

De acuerdo con la teoría aristotélica, de este modo sería siempre posible hacer subir el agua a cualquier altura. Pero los mineros, que habían de bombear el agua del fondo de las minas, comprobaron que por mucho y muy fuerte que bombeasen, nunca podían hacer subir el agua a una altura superior a los 10 m sobre el nivel natural.

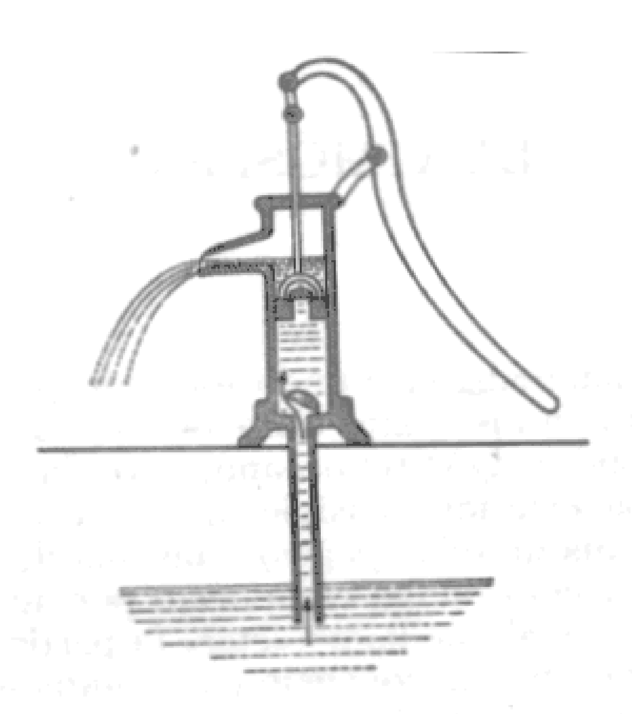


FIG. 5.1. Principio de la bomba de agua. Cuando la empuñadura eleva el pistón, se crea un vacío parcial en el cilindro, y el agua asciende penetrando en él a través de una válvula de una sola dirección. A medida que se va repitiendo el bombeo, el nivel del agua va subiendo hasta que surge por el caño.

Hacia el final de su larga e inquieta vida de investigador, Galileo sintió interés por este problema. Y su conclusión fue la de que, en efecto, la Naturaleza aborrecía el vacío, pero sólo hasta ciertos límites. Se preguntó si tales límites serían menores empleando un líquido más denso que el agua; pero murió antes de poder realizar este experimento.

Evangelista Torricelli y Vincenzo Viviani, alumnos de Galileo, lo llevaron a cabo en 1644. Escogieron el mercurio (que es treinta y una veces y media más denso que el agua), del que llenaron un tubo de vidrio, de 1 m de longitud aproximadamente, y, cerrando el extremo abierto, introdujeron el tubo en una cubeta con mercurio y quitaron el tapón. El mercurio empezó a salir del tubo y a llenar la cubeta; pero cuando su nivel hubo descendido hasta 726 mm sobre el nivel de la cubeta, el metal dejó de salir del tubo y permaneció a dicho nivel.

Así se construyó el primer «barómetro». Los modernos barómetros de mercurio no son esencialmente distintos. No transcurrió mucho tiempo en descubrirse que la altura del mercurio no era siempre la misma. Hacia 1660, el científico inglés Robert Hooke señaló que la altura de la columna de mercurio disminuía antes de una tormenta. Con ello se abrió el camino a la predicción del tiempo, o «meteorología».

¿Qué era lo que sostenía al mercurio? Según Viviani, sería el peso de la atmósfera, que presionaría sobre el líquido de la cubeta. Esto constituía una idea revolucionaria, puesto que la teoría aristotélica afirmaba que el aire no tenía peso y estaba sujeto sólo a su propia esfera alrededor de la Tierra. Entonces se demostró claramente que una columna de 10 m de agua, u otra de 762 mm de mercurio, medían el peso de la atmósfera, es decir, el peso de una columna de aire, del mismo diámetro, desde el nivel del mar hasta la altura de la atmósfera.

El experimento demostró que la Naturaleza no aborrecía necesariamente el vacío en cualquier circunstancia. El espacio que quedaba en el extremo cerrado del tubo, tras la caída del mercurio, era un vacío que contenía sólo una pequeña cantidad de vapor de mercurio. Este «vacío de Torricelli» era el primero que producía el hombre. Casi inmediatamente, el vacío se puso al servicio de la Ciencia. En 1650, el estudiante alemán Athanasius Kircher demostró que el sonido no se podía transmitir a través del

vacío, con lo cual, por vez primera, se apoyaba una teoría aristotélica. En la década siguiente, Robert Boyle demostró que los objetos ligeros caían con la misma rapidez que los pesados en el vacío, corroborando así las teorías de Galileo sobre el movimiento, contra los puntos de vista de Aristóteles.

Si el aire tenía un peso limitado, también debía poseer una altura limitada. El peso de la atmósfera resultó ser de 0,33041 kg/cm^2. Partiendo de esta base, la atmósfera alcanzaría una altura de 8 km, suponiendo que tuviese la misma densidad en toda su longitud. Pero en 1662, Boyle demostró que no podía ser así, ya que la presión aumentaba la densidad del aire. Cogió un tubo en forma de J e introdujo mercurio por el extremo más largo. El mercurio dejaba un poco de aire atrapado en el extremo cerrado del brazo más corto. Al verter más mercurio en el tubo, la bolsa de aire se contraía. Al mismo tiempo descubrió que aumentaba su presión, puesto que, a medida que se incrementaba el peso del mercurio, el aire se contraía cada vez menos. En sucesivas mediciones, Boyle demostró que, al reducirse el volumen del gas hasta su mitad, se duplicaba la presión de éste. En otras palabras, el volumen variaba en relación inversa a la presión (fig. 5.2). Este histórico descubrimiento, llamado «ley de Boyle», fue el primer paso de una serie de descubrimientos sobre la materia que condujeron, eventualmente, hasta la teoría atómica.

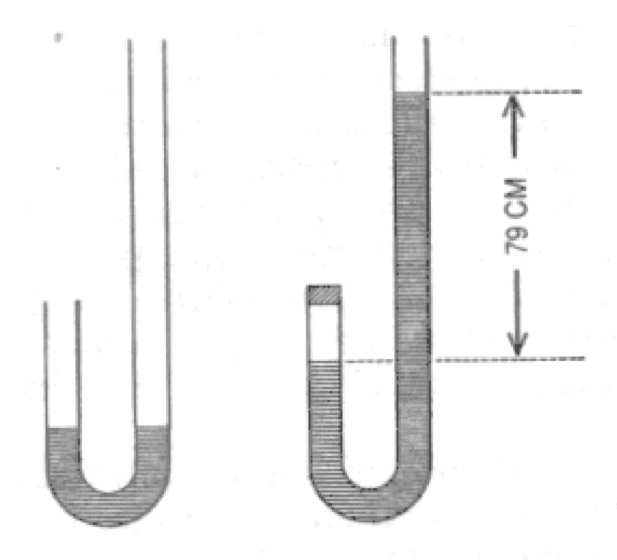


FIG. 5.2. *Diagrama del experimento de Boyle. Cuando el brazo izquierdo del tubo es taponado se va introduciendo más mercurio por el brazo derecho, el aire atrapado se comprime. Boyle demostró que el volumen de este aire varía inversamente a la presión. Ésta es la «ley de Boyle».*

Puesto que el aire se contrae bajo la presión, debe alcanzar su mayor densidad a nivel del mar y hacerse gradualmente más ligero, a medida que va disminuyendo el peso del aire situado encima, al acercarse a los niveles más altos de la atmósfera. Ello lo demostró por vez primera el matemático francés Blas Pascal, quien, en 1648, dijo a su cuñado que subiera a una montaña de unos 1.600 m de altura, provisto de un barómetro, y que anotara la forma en que bajaba el nivel del mercurio a medida que aumentaba la altitud.

Cálculos teóricos indicaban que si la temperatura era la misma en todo el recorrido de subida, la presión del aire se dividiría por 10, cada 19 km de altura. En otras palabras, auna altura de 19 km, la columna de mercurio habría descendido, de 762, a 76,2 mm; a los 38 km sería de 7,62 mm; a los 57 km, de 0,762 mm, y así sucesivamente. A los 173 km, la presión del aire sería sólo de 0,0000000762 mm de mercurio. Tal vez no parezca mucho, pero, sobre la totalidad de la superficie de la Tierra, el peso del aire situado encima de ella, hasta 173 km de altura, representa un total de 6 millones de toneladas.

En realidad, todas estas cifras son sólo aproximadas, ya que la temperatura del aire varía con la altura. Sin embargo, ayudan a formarse una idea, y, así, podemos comprobar que la atmósfera no tiene límites definidos, sino que, simplemente, se desvanece de forma gradual hasta el vacío casi absoluto del espacio. Se han detectado colas de meteoros a alturas de 160 km, lo cual significa que aún queda el aire suficiente como para hacer que, mediante la fricción, estas pequeñas partículas lleguen a la incandescencia. Y la aurora boreal, formada por brillantes jirones de gas, bombardeados por partículas del espacio exterior, ha sido localizada a alturas de hasta 800, 900 y más kilómetros, sobre el nivel del mar.

Viajes por el aire

Desde los tiempos más primitivos, ha parecido existir un anhelo por parte de los seres humanos de viajar a través del aire. El viento puede, y lo hace, transportar objetos ligeros —hojas, plumas, semillas— a través del aire. Más impresionantes resultan los animales que se deslizan, como las ardillas voladoras, los falangéridos voladores, e incluso los peces voladores y —en una mayor extensión— los verdaderos voladores, tales como los insectos, los murciélagos y las aves.

El anhelo de los seres humanos de realizar todo esto, ha dejado su señal en el mito y en la leyenda. Los dioses y los demonios pueden de una forma rutinaria viajar a través del aire (los ángeles y las hadas se pintan siempre con alas), y aquí tenemos a ícaro, cuyo nombre se ha puesto a un asteroide (véase capítulo 3), y el caballo alado, Pegaso, e incluso las alfombras voladoras en las leyendas orientales.

El primer mecanismo artificial que, por lo menos, se podía deslizar a una altura considerable y durante un considerable espacio de tiempo, fue la *cometa,* en la que el papel, o algún material similar, se extiende sobre una delgada estructura de madera, equipada con una cola para la estabilización, y con una larga cuerda para sostenerla. Se supone que la cometa fue inventada por el filósofo griego Arquitas, en el siglo IV a. de J.C.

Las cometas fueron empleadas durante miles de años, principalmente como diversión, aunque también fueron posibles usos prácticos. Una cometa puede albergar una linterna en su vuelo, como una señal sobre una gran zona. Puede también llevar una cuerda ligera al otro lado de un río o de un barranco, y luego esa cuerda ser usada para pasar cuerdas más pesadas al otro lado, hasta construir un puente.

El primer intento para emplear las cometas con propósitos científicos se produjo en 1749, cuando un astrónomo escocés, Alexander Wilson, incorporó unos termómetros a las cometas, confiando en medir las temperaturas de los lugares elevados. Mucho más significativa fue la cometa de Benjamín Franklin en 1752, de la que volveré a hablar en el capítulo 9.

Las cometas (o artefactos deslizadores afines) no se hicieron lo suficiente grandes y fuertes, para poder llevar seres humanos, durante otro siglo y medio, pero el problema fue resuelto de manera distinta durante la vida de Franklin.

Hasta finales del siglo XVIII, parecía que lo más cerca que el hombre conseguiría estar nunca de la atmósfera superior era la cumbre de las montañas. La montaña más alta que se hallaba cerca de los centros de investigación científica era el Mont Blanc, en el sudeste de Francia; pero sólo llegaba a los 5.000 m.

En 1782, dos hermanos franceses, Joseph-Michel y Jacques-Étienne Montgolfier consiguieron elevar estas fronteras. Encendieron fuego bajo un enorme globo, con una abertura en su parte inferior, y de este modo lo llenaron de aire caliente. El ingenio ascendió con lentitud: ¡los Montgolfier habían logrado, por primera vez, que se elevara un globo! Al cabo de unos meses, los globos se llenaban con hidrógeno, un gas cuya densidad es 14 veces menor que la del aire, de modo que 1 kg de hidrógeno podía soportar una carga de 6 kg. Luego se idearon las barquillas, capaces de llevar animales y, más tarde, hombres.

Un año después de esta ascensión, el americano John Jeffries realizó un viaje en globo sobre Londres, provisto de barómetro y otros instrumentos, así como de un dispositivo para recoger muestras de aire a diversas alturas. En 1804, el científico francés Joseph-Louis Gay-Lussac ascendió hasta una altura de 6.800 m y bajó con muestras de aire rarificado. Tal tipo de aventuras se pudieron realizar con mayor seguridad gracias al francés Jean-Pierre Blanchard, que inventó el paracaídas en 1785.

Éste era casi el límite para los seres humanos en una barquilla abierta; en 1875, tres hombres lograron subir hasta los 9.600 m; pero sólo uno de ellos, Gastón Tissandier, sobrevivió a la falta de oxígeno. Este superviviente describió los síntomas de la falta de aire, y así nació la «Medicina aeronáutica». En 1892 se diseñaron y lanzaron globos no tripulados, provistos de instrumentos. Podían ser enviados a mayor altitud y volver con una inapreciable información sobre la temperatura y presión de regiones inexploradas hasta entonces.

Tal como se esperaba, la temperatura descendía en los primeros kilómetros de ascenso. A una altura de 11 km era de -55° C. Pero entonces se produjo un hecho sorprendente. Más allá de esta altura, no descendía ya.

El meteorólogo francés Léon-Phillippe Teisserenc de Bort sugirió que la atmósfera podía tener dos capas: 1.ª Una capa inferior, turbulenta, que contendría las nubes, los vientos, las tormentas y todos los cambios de tiempo familiares (capa a la que llamó «troposfera», que, en griego, significa «esfera del cambio»). 2.ª Una capa superior, tranquila, formada por subcapas de dos gases ligeros, helio e hidrógeno (a la que dio el nombre de «estratosfera», o sea, «esfera de capas»). Al nivel al que la temperatura dejaba de descender lo llamó «tropopausa» («final del cambio», o límite entre troposfera y estratosfera).

Desde entonces se ha comprobado que la tropopausa varía desde unos 16 km sobre el nivel del mar, en el ecuador, a sólo 8 km en los polos.

Durante la Segunda Guerra Mundial, los bombarderos estadounidenses de gran altura descubrieron un espectacular fenómeno, justamente por debajo de la tropopausa: la «corriente en chorro», que consiste en vientos fuertes y constantes, los cuales soplan de Oeste a Este a velocidades superiores a los 800 km/hora. Hay dos corrientes de este tipo: una, en el hemisferio Norte, a la latitud general de Estados Unidos, Mediterráneo y norte de China, y otra en el hemisferio Sur, a la altitud de Nueva Zelanda y Argentina. Estas corrientes forman meandros y, a menudo, originan remolinos mucho más al norte o al sur de su curso habitual. Actualmente, los aviones aprovechan la oportunidad de «cabalgar» sobre estos fuertes vientos. Pero mucho más importante es el descubrimiento de que las corrientes en chorro ejercen una poderosa influencia sobre el movimiento de las masas de aire a niveles más bajos.

Este conocimiento ha permitido progresar en el arte de la predicción meteorológica.

Pero el hombre no se conformó con que los instrumentos realizaran su personal deseo de exploración. Sin embargo, nadie podía sobrevivir en la ligera y fría atmósfera de las grandes alturas. Pero, ¿por qué exponerse a semejante atmósfera? ¿Por qué no utilizar cabinas selladas en las que se pudieran mantener las presiones y temperaturas de la superficie terrestre?

En los años 30, utilizando cabinas herméticas, el hombre alcanzó la estratosfera. En 1931, los hermanos Piccard (Auguste y Jean-Felix —el primero de los cuatro inventaría luego el batiscafo—), llegaron hasta los 17 km en un globo con una barquilla cerrada. Los nuevos globos, hechos de material plástico más ligero y menos poroso que la seda, permitieron subir más alto y permanecer más tiempo en el espacio. En 1938, un globo, llamado *Explorer II,* llegó hasta los 20 km, y en 1960, los globos tripulados habían alcanzado ya alturas de más de 34 km, mientras que los no tripulados ascendieron hasta cerca de los 47 km.

Todos estos vuelos a grandes alturas demostraron que la zona de temperatura constante no se extendía indefinidamente hacia arriba. La estratosfera alcanzaba su

límite a unos 32 km de altura, por encima de la cual, la temperatura empezaba a ascender.

Esta «atmósfera superior», que contiene sólo un 2 % de la masa de aire total de la Tierra, fue estudiada, a su vez, hacia 1940. Pero entonces el hombre necesitó un nuevo tipo de vehículo: el cohete (véase capítulo 3).

La forma más directa de leer los instrumentos que han registrado las condiciones en las partes altas del aire, consiste en hacerlos descender e interpretarlos entonces. Los instrumentos transportados con cometas se pueden hacer descender de una forma relativamente sencilla, pero los globos son menos manejables en este aspecto, y los cohetes pueden no llegar a descender. Naturalmente, un paquete con instrumentos puede desprenderse desde un cohete y bajar de forma independiente, pero resulta difícil confiar en ello. De hecho, los cohetes podrían haber hecho poco por sí solos en la exploración de la atmósfera, de no verse acompañados por un invento: la *telemetría.* La telemetría se aplicó por primera vez en la investigación de la atmósfera, en un globo, por parte de un científico ruso llamado Piotr A. Molchanov.

Esencialmente, esta técnica de «medir a distancia» incluye el trasladar las condiciones que hay que medir (por ejemplo la temperatura) a impulsos eléctricos que son transmitidos a tierra por radio. Las observaciones toman la forma de cambios en intensidad o en el espaciado de los impulsos. Por ejemplo, un cambio de temperatura afecta a la resistencia eléctrica de un cable y, por lo tanto, de esta manera cambia la naturaleza de la pulsación; un cambio similar en la presión del aire se traduce en cierta clase de pulsación por el hecho de que el aire enfría el cable, y la amplitud del enfriamiento depende de la presión; la radiación manda impulsos a un detector, etcétera. En la actualidad, la telemetría se ha convertido en algo tan elaborado que los cohetes pueden hacerlo todo menos hablar, y sus intrincados mensajes han de ser interpretados por unos rápidos ordenadores.

Los cohetes y la telemetría, pues, muestran que por encima de la estratosfera, la temperatura aumenta hasta un máximo de unos -10° C, a la altura de 50 kilómetros, y luego desciende de nuevo hasta un mínimo de -90° C, a una altura de 80 kilómetros. Esta región de alzas y bajas en la temperatura se denomina *mesosfera,* una palabra acuñada en 1950 por el geofísico británico Sydney Chapman.

Más allá de la mesosfera, lo que queda del tenue aire es sólo de unos pocos milésimos del 1 % de la masa total de la atmósfera. Pero este esparcimiento de los átomos de aire crece firmemente en temperatura hasta unos estimados 1.000° C a 450 kilómetros y, probablemente, hasta niveles aún más altos por encima de esta altura. Por lo tanto, se le llama *termosfera,* «esfera de calor», un viejo eco de la original esfera de fuego de Aristóteles. Naturalmente, la temperatura no significa aquí calor en el sentido usual: es simplemente una medición de la velocidad de las partículas.

Por encima de los 450 kilómetros llegamos a la *exosfera* (término empleado por primera vez por Lyman Spitzer en 1949), que puede extenderse hasta unas alturas de 1.600 kilómetros y, gradualmente, se emerge al espacio interplanetario.

El creciente conocimiento de la atmósfera nos puede capacitar para hacer algo con el tiempo algún día, y no meramente hablar del mismo. Ya se ha realizado un pequeño comienzo. A principios de la década de los cuarenta, los químicos norteamericanos Vincent Joseph Schaefer e Irving Langmuir observaron que muy bajas temperaturas producirían núcleos en los que se formarían las gotas de agua. En 1946, un avión dejó caer dióxido de carbono en polvo en un banco de nubes, a fin de formar primero núcleos y luego gotas de agua *(siembra de nubes).* Media hora después, ya llovía. Bernard Vonnegut mejoró más tarde esta técnica cuando descubrió que espolvoreando yoduro de plata generado en el suelo y dirigido hacia arriba funcionaba incluso mejor. Los hacedores de lluvia, de una nueva variedad científica, se emplean ahora para acabar con las sequías, o para tratar de terminar con ellas, puesto que deben existir las nubes antes de poder sembrarlas. En 1961, los astrónomos soviéticos tuvieron parcialmente éxito al emplear siembras de nubes para aclarar una parte del cielo a través del que podría entreverse un eclipse.

Otros intentos de *modificación del tiempo* han incluido el sembrado de huracanes en un intento de abortarlos o, por lo menos, moderar su fuerza (sembrando nubes para impedir destrozos en las cosechas, disipar las nieblas, etc.). Los resultados en todos los casos han sido por lo menos esperanzadores, pero nunca han constituido un claro éxito. Además, cualquier intento de una deliberada modificación del tiempo es proclive a ayudar a algunos, pero inflige daño a otros (un granjero puede desear lluvia, mientras que el propietario de un parque de atracciones no sienta el menor interés al respecto), y los pleitos pueden constituir un efecto indirecto de los programas de modificación del tiempo. Por lo tanto, sigue siendo inseguro lo que el futuro nos deparará en este sentido.

Pero los cohetes no son sólo para la exploración (aunque éstos son los únicos usos mencionados en el capítulo 3). Pueden, y ya lo hacen, dedicarse a los servicios de cada día de la Humanidad. En realidad, incluso algunas formas de exploración pueden ser de un inmediato empleo práctico. Si un satélite es colocado en órbita gracias a un cohete, no necesita mirar sólo a nuestro planeta, sino que puede dirigir sus instrumentos sobre la Tierra en sí. De esta forma, los satélites han hecho posible, por primera vez, ver a nuestro planeta (o por lo menos una buena parte del mismo en una u otra ocasión) como una unidad y estudiar la circulación del aire en conjunto.

El 1.° de abril de 1960, Estados Unidos lanzó el primer satélite «observador del tiempo», el *Tiros I* (Tiros es la sigla de «Televisión *Infra-Red* Observation Satellite») y, seguidamente (en noviembre) el *Tiros II,* que, durante diez semanas, envió 20.000 fotografías de la superficie terrestre y su techo nuboso, incluyendo algunas de un ciclón en Nueva Zelanda y un conglomerado de nubes sobre Oklahoma que, aparentemente, engendraba tornados. El *Tiros III,* lanzado en julio de 1961, fotografió dieciocho tormentas tropicales, y en setiembre mostró la formación del huracán *Esther* en el Caribe, dos días antes de que fuera localizado con métodos más convencionales. El satélite *Nimbus I,* bastante más sensible, lanzado el 28 de agosto de 1964, envió fotografías de nubes tomadas durante la noche.

Llegado el momento, centenares de estaciones automáticas de transmisión de fotografías estuvieron en funcionamiento en varias naciones, por lo que la previsión del tiempo sin datos por satélite se ha convertido hoy en algo impensable. Cada período presenta fotografías de las pautas de las nubes de cada país diariamente, y la previsión del tiempo, aunque aún no sea matemáticamente segura, ya no es un juego de burdas conjeturas como lo fue hace sólo un cuarto de siglo.

Lo más fascinante, y lo más útil de todo, es la manera en que los meteorólogos pueden ahora localizar y seguir los huracanes. Esas graves tormentas se han convertido en más dañinas que en el pasado, puesto que los frentes de playa se hallan en la actualidad mucho más construidos y poblados desde la Segunda Guerra Mundial, y aunque no existe un conocimiento claro de la posición y movimientos de dichas tormentas, sí resulta cierto que la pérdida de vidas y propiedades sería muchas veces mayor de lo que es ahora. (Respecto a la utilidad y valor del programa espacial, el rastreo mediante satélites de los huracanes por sí solo ya representa un precio mayor de lo que cuesta el programa en sí.)

Otros empleos terrestres de los satélites se han desarrollado asimismo. Ya en 1945, el escritor de ciencia-ficción británico Arthur C. Clarke había señalado que los satélites podrían emplearse como relés en los que los mensajes de radio se esparcirían por continentes y océanos, y que únicamente tres satélites estratégicamente situados podrían hacer frente a una cobertura a nivel mundial. Lo que parecía un sueño descabellado comenzó a hacerse real quince años después. El 12 de agosto de 1961, Estados Unidos lanzó el *Echo I,* un tenue globo de poliéster forrado de aluminio, que fue inflado en el espacio hasta ocupar un diámetro de 33 metros para servir como reflector pasivo de las ondas de radio. Una figura eminente en este exitoso proyecto fue Robinson Pierce de «Bell Telephone Laboratories», que él mismo fue un escritor de historias de ciencia-ficción bajo seudónimo.

El 10 de julio de 1962 fue lanzado el *Telstar I,* otro satélite estadounidense, el cual hizo algo más que reflejar ondas. Las recibió y amplificó, para retransmitirlas

seguidamente. Gracias al *Telstar,* los programas de televisión cruzaron los océanos por vez primera (aunque, desde luego, el nuevo ingenio no pudo mejorar su calidad). El 26 de julio de 1963 se lanzó el *Syncom II,* satélite que orbitaba la superficie terrestre a una distancia de 35.880 km. Su período orbital era de 24 horas exactas, de modo que «flotaba» fijamente sobre el océano Atlántico, sincronizado con la Tierra. El *Syncom III,* «colocado» sobre el océano índico y con idéntica sincronización, retransmitió a Estados Unidos, en octubre de 1964, La Olimpiada del Japón.

El 6 de abril de 1965 se lanzó otro satélite de comunicaciones más complejo aún: el *Early-Bird,* que permitió el funcionamiento de 240 circuitos radiofónicos y un canal de televisión. (Durante dicho año, la Unión Soviética empezó a lanzar también satélites de comunicación.) Hacia los años 1970, televisión, radio y radiotelefonía se habían convertido en esencialmente globales, gracias a los relés por satélite. Tecnológicamente, la Tierra se ha convertido en «un mundo», y las fuerzas políticas que trabajan contra este hecho ineludible son crecientemente arcaicas, anacrónicas y mortíferamente peligrosas.

El hecho de que los satélites puedan usarse para realizar un mapa de la superficie de la Tierra y estudiar sus nubes resulta algo obvio. No del todo tan obvio pero asimismo igual de cierto es el hecho de que los satélites pueden estudiar el manto de nieve, los movimientos de los glaciares, detalles geológicos en amplia escala. A partir de detalles geológicos, pueden señalarse las regiones en que es probable que exista petróleo. Cabe estudiar las cosechas a gran escala, así como los bosques, y también señalar las regiones donde reinan la anormalidad y las enfermedades. Es posible localizar los incendios forestales y asimismo las necesidades de irrigación. Pueden estudiarse los océanos, así como las corrientes de agua y los movimientos de los peces. Tales *satélites de recursos terrestres* constituyen la respuesta inmediata a aquellos críticos que pusieron en tela de juicio el dinero gastado en el espacio ante los grandes problemas del tipo «aquí y ahora, y en nuestra casa». A menudo es desde el espacio donde esos problemas pueden estudiarse mejor y demostrar los métodos de la solución.

Finalmente, existen en órbita numerosos *satélites espía* diseñados para ser capaces de detectar movimientos militares, concentraciones y almacenamientos militares, etcétera. No faltan personas que planean convertir el espacio en otra arena para la guerra, o para desarrollar *satélites asesinos* que destruyan los satélites enemigos, o para situar armas avanzadas en el espacio que se empleen con mayor rapidez que las armas terrestre. Esto constituye un lado demoníaco de la exploración del espacio, y el simple hecho de pensar en ello, aunque sea de forma marginal, aumenta la velocidad a que una guerra termonuclear a una escala total puede llegar a destruir la civilización.

El propósito declarado de «mantener la paz» desalentando a la otra parte de llevar a cabo la guerra, es algo proclamado por ambas superpotencias, tanto Estados Unidos como la Unión Soviética. El acrónimo de esta teoría de la paz a través de «una destrucción mutua asegurada», con cada lado sabiendo que comenzar una guerra aportaría la destrucción propia, así como la del otro bando, es una locura, y lo es porque aumentar la cantidad y lo mortífero de los armamentos hasta ahora jamás ha impedido la guerra.

LOS GASES EN EL AIRE

La atmósfera inferior

Hasta los tiempos modernos se consideraba el aire como una sustancia simple y homogénea. A principios del siglo XVII, el químico flamenco Jan Baptista van Helmont empezó a sospechar que existía cierto número de gases químicamente diferenciados. Así, estudió el vapor desprendido por la fermentación de los zumos de fruta (anhídrido carbónico) y lo reconoció como una nueva sustancia. De hecho, Van Helmont fue el primero en emplear el término «gas» —voz que se supone acuñada a partir de «caos», que empleaban los antiguos para designar la sustancia original de la que se formó el Universo—. En 1756, el químico escocés Joseph Black estudió detenidamente el anhídrido carbónico y llegó a la conclusión de que se trataba de un gas distinto del

aire. Incluso demostró que en el aire había pequeñas cantidades del mismo. Diez años más tarde, Henry Cavendish estudió un gas inflamable que no se encontraba en la atmósfera. Fue denominado hidrógeno. De este modo se demostraba claramente la multiplicidad de los gases.

El primero en darse cuenta de que el aire era una mezcla de gases fue el químico francés Antoine-Laurent Lavoisier. Durante unos experimentos realizados en la década de 1770, calentó mercurio en una retorta y descubrió que este metal, combinado con aire, formaba un polvo rojo (óxido de mercurio), pero cuatro quintas partes del aire permanecían en forma de gas. Por más que aumentó el calor, no hubo modo de que se consumiese el gas residual. Ahora bien, en éste no podía arder una vela ni vivir un ratón.

Según Lavoisier, el aire estaba formado por dos gases. La quinta parte, que se combinaba con el mercurio en su experimento, era la porción de aire que sostenía la vida y la combustión, y a la que dio el nombre de «oxígeno». A la parte restante la denominó «ázoe», voz que, en griego, significa «sin vida». Más tarde se llamó «nitrógeno», dado que dicha sustancia estaba presente en el nitrato de sodio, llamado comúnmente «nitro». Ambos gases habían sido descubiertos en la década anterior: el nitrógeno, en 1772, por el físico escocés Daniel Rutherford, y el oxígeno, en 1774, por el ministro unitario inglés Joseph Priestley.

Esto sólo es suficiente para demostrar que la atmósfera terrestre constituye un caso único en el Sistema Solar. Aparte de la Tierra, seis mundos en el Sistema Solar se sabe que poseen una atmósfera apreciable. Júpiter, Saturno, Urano y Neptuno (los primeros dos de una forma segura; los otros dos con cierta probabilidad) poseen atmósferas de hidrógeno, con helio como constituyente menor. Marte y Venus tienen atmósferas de dióxido de carbono, con nitrógeno como constituyente menor. Sólo la Tierra posee una atmósfera uniformemente repartida entre dos gases, y sólo la Tierra posee el oxígeno como constituyente principal. El oxígeno es un gas activo y, desde unas consideraciones químicas ordinarias, puede esperarse que se combine con otros elementos y llegue a desaparecer de la atmósfera en su forma libre. Esto es algo sobre lo que volveremos más adelante en este capítulo, pero, por ahora, continuemos tratando con los ulteriores detalles de la composición química del aire.

A mediados del siglo XIX, el químico francés Henri-Victor Regnault analizó muestras de aire de todo el Planeta y descubrió que la composición del mismo era idéntica en todas partes. El contenido en oxígeno representaba el 20,9 %, y se presumía que el resto (a excepción de indicios de anhídrido carbónico) era nitrógeno.

Comparativamente, el nitrógeno es un gas inerte, o sea, que no se combina rápidamente con otras sustancias. Sin embargo, puede ser forzado a combinarse, por ejemplo, calentándolo con metal de magnesio, lo cual da nitrato de magnesio sólido. Años después del descubrimiento de Lavoisier, Henry Cavendish intentó consumir la totalidad del nitrógeno combinándolo con oxígeno, bajo la acción de una chispa eléctrica. No tuvo éxito. Hiciera lo que hiciese, no podía liberarse de una pequeña burbuja de gas residual, que representaba menos del 1 % del volumen original. Cavendish pensó que éste podría ser un gas desconocido, incluso más inerte que el nitrógeno. Pero como no abundan los Cavendish, el rompecabezas permaneció como tal largo tiempo, sin que nadie intentara solucionarlo, de modo que la naturaleza de este aire residual no fue descubierta hasta un siglo más tarde.

En 1882, el físico británico John W. Strutt (Lord Rayleigh) comparó la densidad del nitrógeno obtenido *a* partir de ciertos productos químicos, y descubrió, con gran sorpresa, que el nitrógeno del aire era definitivamente más denso. ¿Se debía esto a que el gas obtenido a partir del aire no era puro, sino que contenía pequeñas cantidades de otro más pesado? Un químico escocés, Sir William Ramsay, ayudó a Lord Rayleigh a seguir investigando la cuestión. Por aquel entonces contaban ya con la ayuda de la espectroscopia. Al calentar el pequeño residuo de gas que quedaba tras la combustión del nitrógeno y examinarlo al espectroscopio, encontraron una nueva serie de líneas brillantes, líneas que no pertenecían a ningún elemento conocido. Este nuevo y muy inerte elemento recibió el nombre de «argón» (del término griego que significa

«inerte»).

El argón suponía casi la totalidad del 1 % del gas desconocido contenido en el aire. Pero seguían existiendo en la atmósfera diversos componentes, cada uno de los cuales constituía sólo algunas partes por millón. Durante la década de 1890, Ramsay descubrió otros cuatro gases inertes: «neón» (nuevo), «criptón» (escondido), «xenón» (extranjero) y «helio»», gas este último cuya existencia en el Sol se había descubierto unos 30 años antes. En décadas recientes, el espectroscopio de rayos infrarrojos ha permitido descubrir otros tres: el óxido nitroso («gas hilarante»), cuyo origen se desconoce; el metano, producto de la descomposición de la materia orgánica y el monóxido de carbono. El metano es liberado por los pantanos, y se ha calculado que cada año se incorporan a la atmósfera unos 45 millones de toneladas de dicho gas, procedentes de los gases intestinales de los grandes animales. El monóxido de carbono es, probablemente, de origen humano, resultante de la combustión incompleta de la madera, carbón, gasolina, etc.

La estratosfera

Desde luego, todo esto se refiere a la composición de las capas más bajas de la atmósfera. ¿Qué sucede en la estratosfera? Teisserenc de Bort creía que el helio y el hidrógeno podrían existir allí en determinada cantidad, flotando sobre los gases más pesados subyacentes. Estaba en un error. A mediados de la década de 1930, los tripulantes de globos rusos trajeron de la estratosfera superior muestras de aire demostrativas de que estaba constituida por oxígeno y nitrógeno en la misma proporción de 1 a 4 que se encuentra en la troposfera.

Pero había razones para creer que en la atmósfera superior existían algunos gases poco corrientes, y una de tales razones era el fenómeno llamado «claridad nocturna». Se trata de una débil iluminación general de todo el cielo nocturno, incluso en ausencia de la Luna. La luz total de la claridad nocturna es mucho mayor que la de las estrellas, pero tan difusa que no puede apreciarse, excepto con los instrumentos fotodetectores empleados por los astrónomos.

La fuente de esta luz había sido un misterio durante muchos años. En 1928, el astrónomo V. M. Slipher consiguió detectar en la claridad nocturna algunas líneas espectrales, que habían sido ya encontradas en las nebulosas por William Huggins en 1864 y que se pensaba podían representar un elemento poco común, denominado «nebulio». En 1927, y en experimentos de laboratorios, el astrónomo americano Ira Sprague Bowen demostró que las líneas provenían del «oxígeno atómico», es decir, oxígeno que existía en forma de átomos aislados y que no estaba combinado en la forma normal como molécula de dos átomos. Del mismo modo, se descubrió que otras extrañas líneas espectrales de la aurora representaban nitrógeno atómico. Tanto el oxígeno atómico como el nitrógeno atómico de la atmósfera superior son producidos por la radiación solar, de elevada energía, que escinde las moléculas en átomos simples, lo cual fue sugerido ya, en 1931, por Sydney Chapman. Afortunadamente, esta radiación de alta energía es absorbida o debilitada antes de que llegue a la atmósfera inferior.

Por tanto, la claridad nocturna —según Chapman— proviene de la nueva unión, durante la noche, de los átomos separados durante el día por la energía solar. Al volverse a unir, los átomos liberan parte de la energía que ha absorbido en la división, de tal modo que la claridad nocturna es una especie de renovada emisión de luz solar, retrasada y muy débil, en una forma nueva y especial. Los experimentos realizados con cohetes en la década de 1950 suministraron pruebas directas de que esto ocurre así. Los espectroscopios que llevaban los cohetes registraron las líneas verdes del oxígeno atómico con mayor intensidad a 96 km de altura. Sólo una pequeña proporción de nitrógeno se encontraba en forma atómica, debido *a* que las moléculas de este gas se mantienen unidas más fuertemente que las del oxígeno; aun así, la luz roja del nitrógeno atómico seguía siendo intensa a 144 km de altura.

Slipher había encontrado también en la claridad nocturna líneas sospechosamente parecidas a las que emitía el sodio. La presencia de éste pareció tan improbable, que

se descartó el asunto como algo enojoso. ¿Qué podía hacer el sodio en la atmósfera superior? Después de todo no es un gas, sino un metal muy reactivo, que no se encuentra aislado en ningún lugar de la Tierra. Siempre está combinado con otros elementos, la mayor parte de las veces en forma de cloruro de sodio (sal común). Pero en 1938, los científicos franceses establecieron que las líneas en cuestión eran, sin lugar a dudas, idénticas a las de sodio. Fuera o no probable, tenía que haber sodio en la atmósfera superior. Los experimentos realizados nuevamente con cohetes dieron la clave para la solución: sus espectroscopios registraron inconfundiblemente la luz amarilla del sodio, y con mucha más fuerza, a unos 88 km de altura. De dónde proviene este sodio, sigue siendo un misterio; puede proceder de la neblina formada por el agua del océano o quizá de meteoros vaporizados. Más sorprendente aún fue el descubrimiento, en 1958, de que el litio —un pariente muy raro del sodio— contribuía a la claridad nocturna.

En 1956, un equipo de científicos norteamericanos, bajo la dirección de Murray Zelikov, produjo una claridad nocturna artificial. Dispararon un cohete que, a 96 km de altura, liberó una nube de gas de óxido nítrico, el cual aceleró la nueva combinación de átomos de oxígeno en la parte superior de la atmósfera. Observadores situados en tierra pudieron ver fácilmente el brillo que resultaba de ello. También tuvo éxito un experimento similar realizado con vapor de sodio: originó un resplandor amarillo claramente visible. Cuando los científicos soviéticos lanzaron hacia nuestro satélite el *Lunik III,* en octubre de 1959, dispusieron las cosas de forma que expulsara una nube de vapor de sodio como señal visible de que había alcanzado su órbita.

A niveles más bajos de la atmósfera, el oxígeno atómico desaparece, pero la radiación solar sigue teniendo la suficiente energía como para formar la variedad de oxígeno triatómico llamada «ozono». La concentración de ozono alcanza su nivel más elevado a 24 km de altura. Incluso aquí, en lo que se llama «ozonosfera» (descubierta en 1913 por el físico francés Charles Fabry), constituye sólo una parte en 4 millones de aire, cantidad suficiente para absorber la luz ultravioleta y proteger así la vida en la Tierra.

El ozono está formado por la combinación del oxígeno de un solo átomo con las moléculas ordinarias de oxígeno (de dos átomos). El ozono no se acumula en grandes cantidades, puesto que es inestable. La molécula de tres átomos puede romperse con facilidad en la forma mucho más estable de dos átomos a través de la acción de la luz solar, por el óxido de nitrógeno que se presenta de forma natural en pequeñas cantidades en la atmósfera y por otros productos químicos. El equilibrio entre la formación y la destrucción deja, siempre en la ozonosfera, la pequeña concentración a la que nos hemos referido; y su escudo contra los rayos ultravioleta del Sol (que destruiría gran parte de las delicadas moléculas tan esenciales para el tejido vivo), ha protegido la vida desde que el oxígeno penetró por primera vez en grandes cantidades en la atmósfera terrestre.

La ozonosfera no está muy por encima de la tropopausa y varía en altura de la misma manera, siendo más baja en los polos y más elevada en el ecuador. La ozonosfera es más rica en ozono en los polos y más pobre en el ecuador, donde el efecto destructor de la luz solar es más elevado.

Sería peligroso si la tecnología humana llegase a producir una aceleración de la ruptura del ozono en la atmósfera superior y debilitase el escudo de la ozonosfera. El debilitamiento del mencionado escudo incrementaría la incidencia ultravioleta en la superficie terrestre, lo cual, a su vez, aumentaría la incidencia del cáncer de piel, especialmente entre las personas de piel clara. Se ha estimado que una reducción del 5 % del escudo de ozono acarrearía 500.000 casos adicionales de cáncer de piel cada año, en todo el mundo en general. La luz ultravioleta, si aumentase en concentración, también afectaría a la vida microscópica *(plancton)* en la superficie del mar con posibles consecuencias fatales, dado que el plancton forma la base de la cadena alimentaria en el mar y, hasta cierto punto, también en tierra.

Existe en realidad cierto peligro de que la tecnología humana afecte a la ozonosfera. De una forma creciente, los aviones de reacción vuelan a través de la estratosfera, y los cohetes se abren camino por toda la atmósfera y por el espacio. Los productos

químicos vertidos en la atmósfera superior por los tubos de escape de los mencionados vehículos pueden, concebiblemente, acelerar la ruptura del ozono. La posibilidad fue empleada como un argumento contra el desarrollo de aviones supersónicos a principios de la década de los setenta.

En 1974, se encontró de forma inesperada que los esprays constituyen un posible peligro. Esos recipientes albergan freón (un gas del que volveré a hablar en este libro) como fuente de presión para hacer salir el contenido de los recipientes (atomizadores para el cabello, desodorantes, ambientadores del aire, y cosas de este tipo) en un fino chorro pulverizado. El mismo freón es, químicamente, tan inofensivo como quepa imaginar en un gas: incoloro, inodoro, inerte, sin reacciones, y sin ningún efecto sobre los seres humanos. Unos 800 millones de kilos fueron liberados a la atmósfera a partir de atomizadores y otros utensilios cada año en el momento en que se señaló su posible peligro.

El gas, al no reaccionar con nada, se extiende lentamente a través de la atmósfera y finalmente alcanza la ozonosfera, donde puede servir para acelerar la ruptura del ozono. Esta posibilidad fue sugerida sobre la base de pruebas de laboratorio. El que actúe de esta forma en las condiciones de las capas superiores de la atmósfera es en cierto modo inseguro, pero la posibilidad representa un gran peligro que no puede descartarse a la ligera. El uso de recipientes de espray con freón ha decrecido en gran manera desde que comenzara esta discusión.

Sin embargo, el freón se emplea aún en mayor extensión en acondicionadores de aire y en refrigeración, donde es imposible prescindir de él o remplazarle. Así, la ozonosfera sigue pendiente del azar puesto que, una vez formado, el freón es proclive más pronto o más tarde a descargarse en la atmósfera.

La ionosfera

El ozono no es el único constituyente atmosférico que es más importante a grandes alturas que en las proximidades de la superficie. Posteriores experimentos con cohetes mostraron que las especulaciones de Teisserenc de Bort, referentes a las capas de helio y de hidrógeno, no estaban equivocadas, sino meramente mal ubicadas. De 350 a 900 kilómetros hacia arriba, donde la atmósfera es tan tenue que linda casi con el vacío, existe una capa de helio, región a la que ahora se llama *heliosfera.* La existencia de esta capa de helio fue deducida por primera vez en 1961, por el físico belga Marcel Nicolet, a causa de la resistencia encontrada por el satélite *Echo I.* Esta deducción fue confirmada por el análisis del tenue gas que rodeó al *Explorer XVII,* lanzado el 2 de abril de 1963.

Por encima de la heliosfera existe una aún más tenue capa de hidrógeno, la *protosfera,* que puede extenderse hacia arriba hasta unos 60.000 kilómetros antes de extinguirse del todo en la densidad general del espacio interplanetario.

Las elevadas temperaturas y la radiación energética hacen algo más que forzar a los átomos a separarse en nuevas combinaciones. Pueden mellar los electrones de los átomos y de esta forma *ionizar* los átomos. Lo que queda del átomo se llama *ion* y difiere de un átomo ordinario en poseer una carga eléctrica. La palabra *ion,* fue acuñada en primer lugar en los años 1930 por el estudioso inglés William Whewell, y procede de una voz griega que significa «viajero». En su origen se apoyó en el hecho de que, cuando una corriente eléctrica pasa a través de una solución que contiene iones, los iones cargados positivamente viajan en una dirección y los iones cargados negativamente en la otra.

Un joven estudiante de Química sueco, Svante August Arrhenius, fue el primero en sugerir que los iones eran átomos cargados, lo cual explicaría el comportamiento de ciertas soluciones conductoras de corriente eléctrica. Sus teorías —expuestas en 1884 en su tesis doctoral de Ciencias— eran tan revolucionarias, que el tribunal examinador mostró cierta reticencia a la hora de concederle el título. Aún no se habían descubierto las partículas cargadas en el interior del átomo, por lo cual parecía ridículo el concepto de un átomo cargado eléctricamente. Arrhenius consiguió su doctorado, pero con una

calificación mínima.

Cuando se descubrió el electrón, a últimos de la década de 1890, la teoría de Arrhenius adquirió de pronto un sentido sorprendente. En 1903 fue galardonado con el Premio Nobel de Química por la misma tesis que 19 años antes casi le costara su doctorado. (Debo admitir que esto parece el guión de una película, pero la historia de la Ciencia contiene muchos episodios que harían considerar a los guionistas de Hollywood como faltos de imaginación.)

El descubrimiento de iones en la atmósfera no volvió al primer plano hasta después de que Guillermo Marconi iniciara sus experimentos de telegrafía sin hilos. Cuando, el 12 de diciembre de 1901, envió señales desde Cornualles a Terranova, a través de 3.378 km del océano Atlántico, los científicos se quedaron estupefactos. Las ondas de radio viajan sólo en línea recta. ¿Cómo podían haber superado, pues, la curvatura de la Tierra, para llegar hasta Terranova?

Un físico británico, Oliver Heaviside, y un ingeniero electrónico americano, Arthur Edwin Kennelly, sugirieron, poco después, que las señales de radio podían haber sido reflejadas por una capa de partículas cargadas que se encontrase en la atmósfera, a gran altura. La «capa Kennelly-Heaviside» —como se llama desde entonces— fue localizada, finalmente, en la década de 1920. La descubrió el físico británico Edward Víctor Appleton, cuando estudiaba el curioso fenómeno del amortiguamiento *(fading)* de la transmisión radiofónica. Y llegó a la conclusión de que tal amortiguamiento era el resultado de la interferencia entre dos versiones de la misma señal, la que iba directamente del transmisor al receptor y la que seguía a ésta después de su reflexión en la atmósfera superior. La onda retrasada se hallaba desfasada respecto a la primera, de modo que ambas se anulaban parcialmente entre sí; de aquí el amortiguamiento.

Partiendo de esta base resultaba fácil determinar la altura de la capa reflectante. Todo lo que se había de hacer era enviar señales de una longitud de onda tal que las directas anulasen por completo a las reflejadas, es decir, que ambas señales llegasen en fases contrapuestas. Partiendo de la longitud de onda de la señal empleada y de la velocidad conocida de las ondas de radio, pudo calcular la diferencia en las distancias que habían recorrido los dos trenes de ondas. De este modo determinó que la capa Kennelly-Heaviside estaba situada a unos 104 km de altura.

El amortiguamiento de las señales de radio solía producirse durante la noche. Appleton descubrió que, poco antes del amanecer, las ondas de radio eran reflejadas por la capa Kennelly-Heaviside sólo a partir de capas situadas a mayores alturas (denominadas hoy, a veces, «capas Appleton») que empezaban a los 225 km de altura (fig. 5.3).

Por todos estos descubrimientos, Appleton recibió, en 1947, el Premio Nobel de Física. Había definido la importante región de la atmósfera llamada «ionosfera», término introducido en 1930 por el físico escocés Robert Alexander Watson-Watt. Incluye la mesosfera y la termosfera, y hoy se la considera dividida en cierto número de capas. Desde la estratopausa hasta los 104 km de altura aproximadamente se encuentra la «región D». Por encima de ésta se halla la capa Kennelly-Heaviside, llamada «capa D». Sobre la capa D, hasta una altura de 235 km, tenemos la «región E», un área intermedia relativamente pobre en iones, la cual va seguida por las capas de Appleton: la «capa F_1», a 235 km, y la «capa F_2», a 321 km. La capa F_1 es la más rica en iones, mientras que la F_2 es significativamente intensa durante el día. Por encima de estos estratos se halla la «región F».

Estas capas reflejan y absorben sólo las ondas largas de radio empleadas en las emisiones normales. Las más cortas, como las utilizadas en televisión, pasan, en su mayor parte, a través de las mismas. Ésta es la causa de que queden limitadas, en su alcance, las emisiones de televisión, limitación que puede remediarse gracias a las estaciones repetidoras situadas en satélites como el *Early Bird* (o *Pájaro del Alba),* lanzado en 1965, el cual permite que los programas de televisión atraviesen océanos y continentes. Las ondas de radio procedentes del espacio (por ejemplo, de las estrellas) pasan también a través de la ionosfera; y podemos decir que, por fortuna, pues, de lo

contrario, no existiría la Radioastronomía.

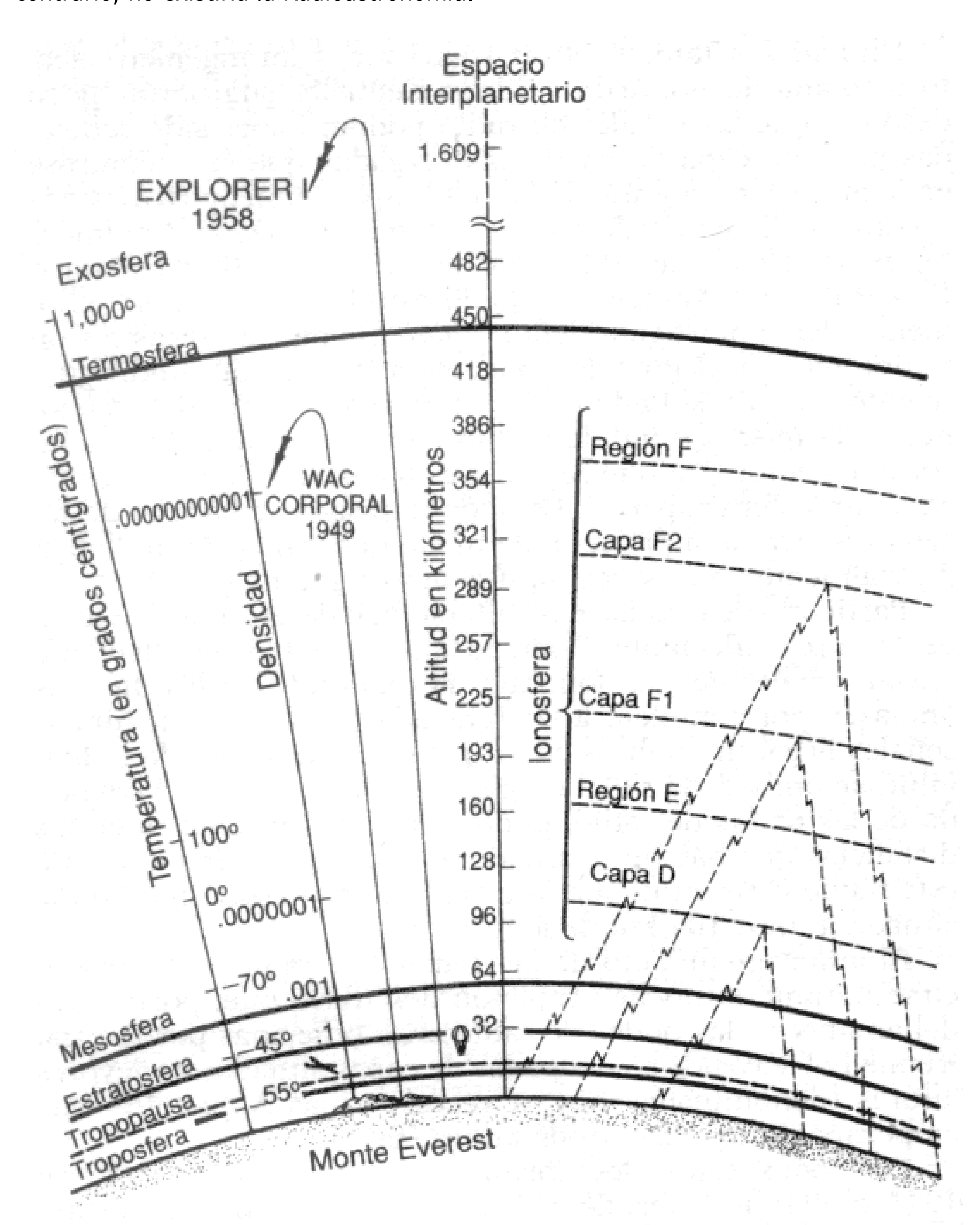


FIG. 5.3. *Perfil de la atmósfera. Las líneas quebradas indican la reflexión de las señales de radio a partir de las capas Kennelly-Heaviside y Appleton, de la ionosfera. La densidad del aire disminuye con la altura y se expresa en porcentajes de la presión barométrica al nivel del mar.*

La ionosfera tiene mayor potencia al atardecer, después del efecto ejercido por las radiaciones solares durante todo el día, para debilitarse al amanecer, lo cual se debe a que han vuelto a unirse muchos iones y electrones. Las tormentas solares, al intensificar las corrientes de partículas y las radiaciones de alta energía que llegan a la Tierra, determinan un mayor grado de ionización en las capas, a la vez que dan más espesor a las mismas. Las regiones situadas sobre la ionosfera se iluminan también cuando originan las auroras. Durante estas tormentas eléctricas queda interrumpida la transmisión de las ondas de radio a larga distancia, y, en ocasiones, desaparecen

totalmente.

La ionosfera ha resultado ser sólo uno de los cinturones de radiación que rodea la Tierra. Más allá de la atmósfera, en lo que antes se consideraba espacio «vacío», los satélites artificiales mostraron algo sorprendente en 1958. Mas, para entenderlo, hagamos antes una incursión en el tema del magnetismo.

IMANES

Los imanes (magnetos) recibieron su nombre de la antigua ciudad griega de Magnesia, cerca de la cual se descubrieron las primeras «piedras-imán. La piedra-imán (magnetita) es un óxido de hierro que tiene propiedades magnéticas naturales. Según la tradición, Tales de Mileto, hacia el 550 a. de J.C. fue el primer filósofo que lo describió.

Magnetismo y electricidad

Los imanes se convirtieron en algo más que una simple curiosidad cuando se descubrió que una aguja, al entrar en contacto con una piedra-imán, quedaba magnetizada, y que si se permitía que la aguja pivotase libremente en un plano horizontal, señalaba siempre la línea Norte-Sur. Desde luego, la aguja era de gran utilidad para los marinos; tanto, que se hizo indispensable para la navegación oceánica, a pesar de que los polinesios se las arreglaban para cruzar el Pacífico sin necesidad de brújula.

No se sabe quién fue el primero en colocar una aguja magnetizada sobre un pivote y encerrarla en una caja, para obtener la brújula. Se supone que fueron los chinos, quienes lo transmitieron a los árabes, los cuales, a su vez, lo introdujeron en Europa. Esto es muy dudoso, y puede ser sólo una leyenda. Sea como fuere, en el siglo XII la brújula fue introducida en Europa y descrita con detalle, en 1269, por un estudiante francés más conocido por su nombre latinizado de Petrus Peregrinus, el cual llamó «polo Norte» al extremo de la aguja imantada que apuntaba al Norte, y «polo Sur» al extremo opuesto.

Como es natural, la gente especulaba acerca del motivo por el que apuntaba al Norte una aguja magnetizada. Como quiera que se conocía el hecho de que los imanes se atraían entre sí, algunos pensaron que debía de existir una gigantesca montaña magnética en el polo Norte, hacia el que apuntaba la aguja. Otros fueron más románticos y otorgaron a los imanes un «alma» y una especie de vida.

El estudio científico de los imanes inicióse con William Gilbert, médico de la Corte de Isabel I de Inglaterra. Fue éste quien descubrió que la Tierra era, en realidad, un gigantesco imán. Gilbert montó una aguja magnetizada de modo que pudiese pivotar libremente en dirección vertical (una «brújula de inclinación»), y su polo Norte señaló entonces hacia el suelo («inclinación magnética»). Usando un imán esférico como un modelo de la Tierra, descubrió que la aguja se comportaba del mismo modo cuando era colocada sobre el «hemisferio Norte» de su esfera. En 1600, Gilbert publicó estos descubrimientos en su clásica obra *De Magnete.* En los tres siglos que han transcurrido desde los trabajos de Gilbert, nadie ha conseguido explicar el magnetismo de la Tierra de forma satisfactoria para todos los especialistas. Durante largo tiempo, los científicos especularon con la posibilidad de que la Tierra pudiese tener como núcleo un gigantesco imán de hierro. A pesar de que, en efecto, se descubrió que nuestro planeta tenía un núcleo de hierro, hoy sabemos que tal núcleo no puede ser un imán, puesto que el hierro, cuando se calienta hasta los 760° C, pierde sus grandes propiedades magnéticas, y la temperatura del núcleo de la Tierra debe de ser, por lo menos, de 1.000° C.

La temperatura a la que una sustancia pierde su magnetismo se llama «temperatura Curie», en honor a Pierre Curie, que descubrió este fenómeno en 1895. El cobalto y el níquel, que en muchos aspectos se parecen sensiblemente al hierro, son también ferromagnéticos. La temperatura Curie para el níquel es de 356° C; para el cobalto, de 1.075° C. A temperaturas bajas son también ferromagnéticos otros metales. Por ejemplo, lo es el disprosio a -188° C.

En general, el magnetismo es una propiedad inherente del átomo, aunque en la mayor parte de los materiales los pequeños imanes atómicos están orientados al azar, de modo que resulta anulado casi todo el efecto. Aun así, revelan a menudo ligeras propiedades magnéticas, cuyo resultado es el «paramagnetismo». La fuerza del magnetismo se expresa en términos de «permeabilidad». La permeabilidad en el vacío es de 1,00, y la de las sustancias paramagnéticas está situada entre 1,00 y 1,01.

Las sustancias ferromagnéticas tienen permeabilidades mucho más altas. La del níquel es de 40; la del cobalto, de 55, y la del hierro, de varios miles. En 1907, el físico francés Pierre Weiss postuló la existencia de «regiones» en tales sustancias. Se trata de pequeñas áreas, de 0,001 a 0,1 cm de diámetro (que han sido detectados), en las que los imanes atómicos están dispuestos de tal forma que sus efectos se suman, lo cual determina fuertes campos magnéticos exteriores en el seno de la región. En el hierro normal no magnetizado, las regiones están orientadas al azar y anulan los efectos de las demás. Cuando las regiones quedan alineadas por la acción de otro imán, se magnetiza el hierro. La reorientación de regiones durante el magnetismo da unos sonidos sibilantes y de «clic», que pueden ser detectados por medio de amplificadores adecuados, lo cual se denomina «efecto Barkhausen», en honor a su descubridor, el físico alemán Heinrich Barkhausen.

En las «sustancias antiferromagnéticas», como el manganeso, las regiones se alinean también, pero en direcciones alternas, de modo que se anula la mayor parte del magnetismo. Por encima de una determinada temperatura, las sustancias pierden su antiferromagnetismo y se convierten en paramagnéticas.

Si el núcleo de hierro de la Tierra no constituye, en sí mismo, un imán permanente, por haber sido sobrepasada su temperatura Curie, debe de haber otro modo de explicar la propiedad que tiene la Tierra de afectar la situación de los extremos de la aguja. La posible causa fue descubierta gracias a los trabajos del científico inglés Michael Faraday, quien comprobó la relación que existe entre el magnetismo y la electricidad.

En la década de 1820, Faraday comenzó un experimento que había descrito por vez primera Petrus Peregrinus —y que aún sigue atrayendo a los jóvenes estudiantes de Física—. Consiste en esparcir finas limaduras de hierro sobre una hoja de papel situada encima de un imán y golpear suavemente el papel. Las limaduras tienden a alinearse alrededor de unos arcos que van del polo norte al polo sur del imán. Según Faraday, estas «líneas magnéticas de fuerza» forman un «campo» magnético.

Faraday, que sintiéndose atraído por el tema del magnetismo al conocer las observaciones hechas, en 1820, por el físico danés Hans Christian Oersted —según las cuales una corriente eléctrica que atraviese un cable desvía la aguja de una brújula situada en su proximidad—, llegó a la conclusión de que la corriente debía de formar líneas magnéticas de fuerza en torno al cable.

Estuvo aún más seguro de ello al comprobar que el físico francés André-Marie Ampére había proseguido los estudios sobre los cables conductores de electricidad inmediatamente después del descubrimiento de Oersted. Ampére demostró que dos cables paralelos, por los cuales circulara la corriente en la misma dirección, se atraían. En cambio, se repelían cuando las corrientes circulaban en direcciones opuestas. Ello era muy similar a la forma en que se repelían dos polos norte magnéticos (o dos polos sur magnéticos), mientras que un polo norte magnético atraía a un polo sur magnético. Más aún, Ampére demostró que una bobina cilindrica de cable atravesada por una corriente eléctrica, se comportaba como una barra imantada. En 1881, y en honor a él, la unidad de intensidad de una corriente eléctrica fue denominada, oficialmente, «ampere» o amperio.

Pero si todo esto ocurría así —pensó Faraday (quien tuvo una de las intuiciones más positivas en la historia de la Ciencia)—, y si la electricidad puede establecer un campo magnético tan parecido a uno real que los cables que transportan una corriente eléctrica pueden actuar como imanes, ¿no sería también cierto el caso inverso? ¿No debería un imán crear una corriente de electricidad que fuese similar a la producida

por pilas?

En 1831, Faraday realizó un experimento que cambiaría la historia del hombre. Enrolló una bobina de cable en torno a un segmento de un anillo de hierro, y una segunda bobina, alrededor de otro segmento del anillo. Luego conectó la primera a una batería. Su razonamiento era que si enviaba una corriente a través de la primera bobina, crearía líneas magnéticas de fuerza, que se concentrarían en el anillo de hierro, magnetismo inducido que produciría, a su vez, una corriente en la segunda bobina. Para detectarla, conectó la segunda bobina a un galvanómetro, instrumento para medir corrientes eléctricas, que había sido diseñado, en 1820, por el físico alemán Johann Salomo Christoph Schweigger.

El experimento no se desarrolló tal como había imaginado Faraday. El flujo de corriente en la primera bobina no generó nada en la segunda. Pero Faraday observó que, en el momento en que conectaba la corriente, la aguja del galvanómetro se movía lentamente, y hacía lo mismo, aunque en dirección opuesta, cuando cortaba la corriente. En seguida comprendió que lo que creaba la corriente era el movimiento de las líneas magnéticas de fuerza a través del cable, y no el magnetismo propiamente dicho. Cuando una corriente empezaba a atravesar la primera bobina, se iniciaba un campo magnético que, a medida que se extendía, cruzaba la segunda bobina, en la cual producía una corriente eléctrica momentánea. A la inversa, cuando se cortaba la corriente de la batería, las líneas, a punto de extinguirse, de la fuerza magnética, quedaban suspendidas de nuevo en el cable de la segunda bobina, lo cual determinaba un flujo momentáneo de electricidad en dirección opuesta a la del primero.

De este modo, Faraday descubrió el principio de la inducción eléctrica y creó el primer «transformador». Procedió a demostrar el fenómeno de una forma más clara, para lo cual empleó un imán permanente, que introducía una y otra vez en el interior de una bobina de cable, para sacarlo luego del mismo; pese a que no existía fuente alguna de electricidad, se establecía corriente siempre que las líneas de fuerza del imán atravesaban el cable (fig. 5.4).

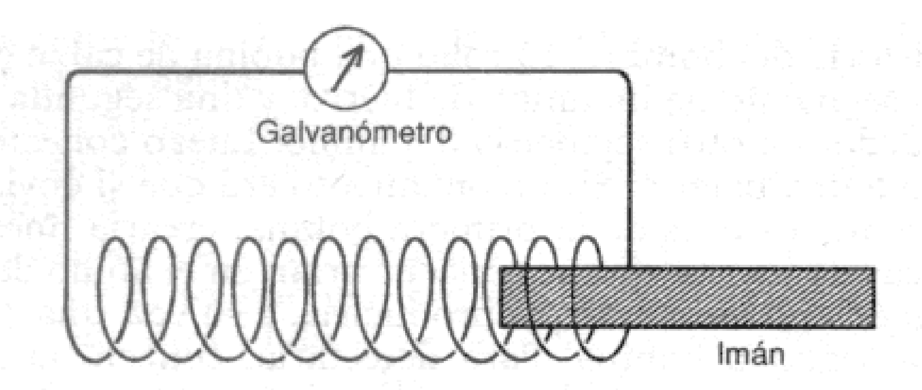


FIG. 5.4. *Un experimento de Faraday sobre la inducción de la electricidad. Cuando el imán es movido hacia el interior de la bobina de alambre o se retira de ella, la intercepción de sus líneas de fuerza por el alambre da lugar a una corriente eléctrica en la bobina.*

Los descubrimientos de Faraday condujeron directamente no sólo a la creación de la dínamo para generar electricidad, sino que también dieron base a la teoría «electromagnética» de James Clerk Maxwell, la cual agrupaba la luz y otras formas de radiación —tales como la radioeléctrica— en una sola familia de «radiaciones electromagnéticas».

El campo magnético de la Tierra

La estrecha relación entre el magnetismo y la electricidad ofrece una posible explicación al magnetismo de la Tierra. La brújula ha puesto de relieve sus líneas de fuerza magnéticas, que van desde el «polo norte magnético», localizado al norte del

Canadá, hasta el «polo sur magnético», situado en el borde de la Antártida, cada uno de ellos a unos 15° de latitud de los polos geográficos. (El campo magnético de la Tierra ha sido detectado a grandes alturas por cohetes provistos de «magne tome tros».) Según la nueva teoría, el magnetismo de la Tierra puede originarse en el flujo de corrientes eléctricas situadas profundamente en su interior.

El físico Walter Maurice Elsasser ha sugerido que la rotación de la Tierra crea lentos remolinos, que giran de Oeste a Este, en el núcleo de hierro rundido. Estos remolinos generan una corriente eléctrica que, como ellos, circula de Oeste a Este. Del mismo modo que la bobina de cable de Faraday producía líneas magnéticas de fuerza en su interior, la corriente eléctrica circulante lo hace en el núcleo de la Tierra. Por tanto, crea el equivalente de un imán interno, que se extiende hacia el Norte y el Sur. A su vez, este imán es responsable del campo magnético general de la Tierra, orientado, aproximadamente, a lo largo de su eje de rotación, de modo que los polos magnéticos están situados muy cerca de los polos geográficos Norte y Sur (fig. 5.5).

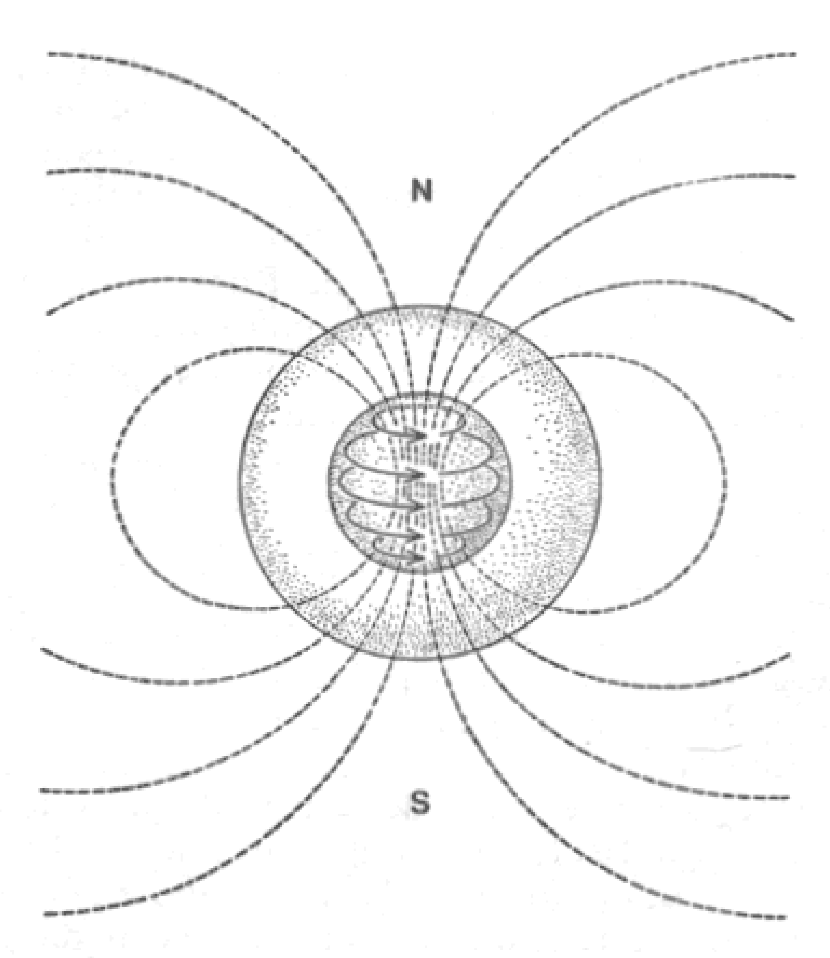


FIG. 5.5. Teoría de Elsasser de la generación del campo magnético de la Tierra. Los movimientos de materias en el núcleo fundido de níquel-hierro dan lugar a corrientes eléctricas, las cuales a su vez generan líneas de fuerza magnéticas. Las líneas punteadas muestran el campo magnético de la Tierra.

El Sol posee también un campo magnético general, dos o tres veces más intenso que el de la Tierra, así como campos locales, aparentemente relacionados con las manchas solares, que son miles de veces más intensos. El estudio de estos campos —que ha sido posible gracias a que el intenso magnetismo afecta a la longitud de onda de la luz emitida— sugiere que en el interior del Sol existen corrientes circulares de cargas eléctricas.

En realidad hay hechos verdaderamente chocantes en lo que se refiere a las manchas solares, hechos a los cuales se podrá encontrar explicación cuando se conozcan las

causas de los campos magnéticos a escala astronómica. Por ejemplo, el número de manchas solares en la superficie aumenta y disminuye en un ciclo de 11 años y medio. Esto lo estableció, en 1843, el astrónomo alemán Heinrich Samuel Schwabe, quien estudió la superficie del Sol casi a diario durante 17 años. Más aún, las manchas solares aparecen sólo en ciertas latitudes, las cuales varían a medida que avanza el ciclo. Las manchas muestran cierta orientación magnética, que se invierte en cada nuevo ciclo. Se desconoce aún la razón de todo ello.

Pero no es necesario examinar el Sol para hallar misterios relacionados con los campos magnéticos. Ya tenemos suficientes problemas aquí en la Tierra. Por ejemplo, ¿por qué los polos magnéticos no coinciden con los geográficos? El polo norte magnético está situado junto a la costa norte del Canadá, a unos 1.600 km del polo Norte geográfico. Del mismo modo, el polo sur magnético se halla cerca de los bordes de la Antártida, al oeste del mar de Ross, también a unos 1.600 km del polo Sur. Es más, los polos magnéticos no están exactamente opuestos el uno al otro en el Globo. Una línea que atravesase nuestro planeta para unirlos (el «eje magnético»), no pasaría a través del centro de la Tierra.

La desviación de la brújula respecto al «Norte verdadero» (o sea la dirección del polo Norte) varía de forma irregular a medida que nos movemos hacia el Este o hacia el Oeste. Así, la brújula cambió de sentido en el primer viaje de Colón, hecho que éste ocultó a su tripulación, para no causar un pánico que lo hubiese obligado a regresar.

Ésta es una de las razones por las que no resulta enteramente satisfactorio el empleo de la brújula para determinar una dirección. En 1911, el inventor americano Elmer Ambrose Sperry introdujo un método no basado en el magnetismo para indicar la dirección. Se trata de una rueda, de borde grueso, que gira a gran velocidad (el «giroscopio», que estudió por vez primera Foucault, quien había demostrado la rotación de la Tierra) y que tiende a resistir los cambios en su plano de rotación. Puede utilizarse como una «brújula giroscópica», ya que es capaz de mantener una referencia fija de dirección, lo cual permite guiar las naves o los cohetes.

Pero si la brújula magnética es imperfecta, ha prestado un gran servicio durante muchos siglos. Puede establecerse la desviación de la aguja magnética respecto al Norte geográfico. Un siglo después de Colón, en 1581, el inglés Robert Norman preparó el primer mapa que indicaba la dirección actual marcada por la brújula («declinación magnética») en diversas partes del mundo. Las líneas que unían todos los puntos del Planeta que mostraban las mismas declinaciones («líneas isogónicas») seguían una trayectoria curvilínea desde el polo norte al polo sur magnéticos.

Por desgracia, tales mapas habían de ser revisados periódicamente, ya que, incluso para un determinado lugar, la declinación magnética cambia con el tiempo. Por ejemplo, la declinación, en Londres, se desvió 32° de arco en dos siglos; era de 8° Nordeste en el año 1600, y poco a poco se trasladó, en sentido inverso a las agujas del reloj, hasta situarse, en 1800, en los 24° Noroeste. Desde entonces se ha desplazado en sentido inverso, y en 1950 era sólo de 8° Noroeste. La inclinación magnética cambia lentamente con el tiempo para cualquier lugar de la Tierra, y, en consecuencia, debe ser también constantemente revisado el mapa que muestra las líneas de la misma inclinación («líneas isoclinas»). Además, la intensidad del campo magnético de la Tierra aumenta con la latitud, y es tres veces más fuerte cerca de los polos magnéticos que en las regiones ecuatoriales. Esta intensidad se modifica asimismo de forma constante, de modo que deben someterse, a su vez, a una revisión periódica, los mapas de las «líneas isodinámicas».

Tal como ocurre con todo lo referente al campo magnético, varía la intensidad total del campo. Hace ya bastante tiempo que tal intensidad viene disminuyendo. Desde 1670, el campo ha perdido el 15 % de su potencia absoluta; si esto sigue así, alcanzará el cero alrededor del año 4000. ¿Y qué sucederá entonces? ¿Seguirá decreciendo, es decir, invirtiéndose con el polo norte magnético en la Antártida y el polo sur magnético en el Ártico? Planteándolo de otra forma: ¿Es que el campo magnético terrestre disminuye, se invierte y se intensifica, repitiendo periódicamente la misma secuencia?

Un procedimiento para averiguar si puede ser posible tal cosa es el estudio de las rocas volcánicas. Cuando la lava se enfría, los cristales se alinean de acuerdo con el campo magnético. Nada menos que hacia 1906, el físico francés Bernard Brunhes advirtió ya que algunas rocas se magnetizaban en dirección *opuesta* al campo magnético real de la Tierra. Por aquellas fechas se desestimó tal hallazgo, pero ahora nadie niega su importancia. Las rocas nos lo hacen saber claramente: el campo magnético terrestre se invierte no sólo ahora, sino que lo ha hecho ya varias veces —para ser exactos nueve—, a intervalos irregulares durante los últimos cuatro millones de años.

El hallazgo más espectacular a este respecto se efectuó en el fondo oceánico. Como quiera que la roca fundida que sale, sin duda, a través de la Hendidura del Globo, y se desparrama, si uno se mueve hacia el Este o el Oeste de tal Hendidura, pasará por rocas que se han ido solidificando progresivamente hace largo tiempo. Si estudiamos la alineación magnética, advertiremos inversiones de determinadas fajas, que van alejándose de la Hendidura a intervalos cuya duración oscila entre los 50.000 años y los 20 millones de años. Hasta ahora, la única explicación racional de semejante fenómeno consiste en suponer que *hay* un suelo marino que se desparrama incesantemente y unas inversiones del campo magnético.

Sin embargo, resulta más fácil admitir tales inversiones que averiguar sus causas.

Además de las variaciones del campo magnético a largo plazo, se producen también pequeños cambios durante el día, los cuales sugieren alguna relación con el Sol. Es más, hay «días agitados» en los que la aguja de la brújula salta con una viveza poco usual. Se dice entonces que la Tierra está sometida a una «tormenta magnética». Las tormentas magnéticas son idénticas a las eléctricas, y, en general, van acompañadas de un aumento en la intensidad de las auroras, observación esta hecha ya en 1759 por el físico inglés John Cantón.

La aurora boreal (término introducido en 1621 por el filósofo francés Fierre Gassendi) es un maravilloso despliegue de inestables y coloreadas corrientes u ondulaciones de luz, que causan un efecto de esplendor extraterrestre. Su contrapartida en el Antartico recibe el nombre de aurora austral. Las corrientes de la aurora parecen seguir las líneas de fuerza magnética de la Tierra y concentrarse, para hacerse visibles, en los puntos en que las líneas están más juntas, es decir, en los polos magnéticos. Durante las tormentas magnéticas, la aurora boreal puede verse en puntos tan meridionales como Boston y Nueva York.

No fue difícil entender el porqué de la aurora boreal. Una vez descubierta la ionosfera se comprendió que algo —presuntamente, alguna radiación solar de cualquier tipo— comunicaba energía a los átomos en la atmósfera superior y los transformaba en iones cargados eléctricamente. Por la noche, los iones perdían su carga y su energía; esto último se hacía perceptible mediante la luz de la aurora. Era una especie de singular resplandor aéreo, que seguía las líneas magnéticas de fuerza y se concentraba cerca de los polos magnéticos, porque ése era el comportamiento que se esperaba de los iones cargados eléctricamente. (El resplandor aéreo propiamente dicho se debe a los átomos sin carga eléctrica, por lo cual no reaccionan ante el campo magnético.)

El viento solar

Pero, ¿qué decir de los días agitados y las tormentas magnéticas? Una vez más, el dedo de la sospecha apunta hacia el Sol.

La actividad de las manchas solares parece generar tormentas magnéticas. Hasta qué punto una perturbación que tiene lugar a 150 millones de kilómetros de distancia puede afectar a la Tierra, es algo que no resulta fácil de ver, pero debe ser así, puesto que tales tormentas son particularmente comunes cuando la actividad de las manchas solares es elevada.

El principio de una respuesta llegó en 1859, cuando un astrónomo inglés, Richard Christopher Carrington, observó que un punto de luz semejante a una estrella que ardía en la superficie solar, duraba 5 minutos y desaparecía. Fue la primera

observación registrada de una *erupción solar.* Carrington especuló respecto de que un gran meteoro había caído en el Sol, y dio por supuesto que se trataba de un fenómeno en extremo infrecuente.

Sin embargo, en 1889 George E. Hale inventó el *espectroheliógrafo,* que permitió fotografiar al Sol a la luz de una particular región espectral. Se pudo recoger así con facilidad las erupciones solares, y se demostró que las mismas eran comunes y se hallan asociadas con las regiones de manchas solares. De una forma clara, las erupciones solares eran irrupciones de infrecuente energía que en cierta forma implicaba el mismo fenómeno que produce las manchas solares (de todos modos, la causa de las erupciones sigue siendo desconocida). Cuando la erupción solar está cerca del disco solar, se enfrenta a la Tierra, y cualquier cosa que surja de allí se mueve en dirección de la Tierra. Tales erupciones centrales es seguro que se ven seguidas de tormentas magnéticas en la Tierra al cabo de unos días, cuando las partículas disparadas por el Sol alcanzan la atmósfera superior terrestre. Ya en 1896, semejante sugerencia fue efectuada por el físico noruego Olaf Kristian Birkeland.

En realidad, existían muchas evidencias de que, viniesen de donde viniesen las partículas, la Tierra quedaba bañada en un aura de las mismas que se extendían hasta muy lejos en el espacio. Las ondas de radio generadas por los rayos se ha descubierto que viajan a lo largo de las líneas magnéticas terrestres de fuerza a grandes alturas. (Esas ondas, llamadas *silbadoras* porque fueron captadas por los receptores como unos ruidos raros tipo silbidos, fueron descubiertas accidentalmente por el físico alemán Heinrich Barkhausen durante la Primera Guerra Mundial.) Las ondas de radio no pueden seguir la línea de fuerza a menos que estén presentes partículas cargadas.

Sin embargo, no pareció que tales partículas cargadas emergiesen sólo a ráfagas. Sydney Chapman, al estudiar la corona solar, allá por 1931, se mostró cada vez más impresionado al comprobar su extensión. Todo cuanto podíamos ver durante un eclipse total de Sol era su porción más interna. Las concentraciones mensurables de partículas cargadas en la vecindad de la Tierra —pensó— deberían formar parte de la corona. Esto significaba, pues, en cierto modo, que la Tierra giraba alrededor del Sol dentro de la atmósfera externa y extremadamente tenue de nuestro astro. Así, pues, Chapman imaginó que la corona se expandía hacia el espacio exterior y se renovaba incesantemente en la superficie solar, donde las partículas cargadas fluirían continuamente y perturbarían el campo magnético terrestre a su paso por la zona.

Tal sugerencia resultó virtualmente irrefutable en la década de 1950 gracias a los trabajos del astrofísico alemán Ludwig Franz Biermann. Durante medio siglo se había creído que las colas de los cometas —que apuntaban siempre en dirección contraria al Sol y se alargaban paulatinamente cuanto más se acercaba el cometa al Sol— se formaban a causa de la presión ejercida por la luz solar. Pero, aunque existe tal presión, Biermann demostró que no bastaba para originar la cola cometaria. Ello requería algo más potente y capaz de dar un impulso mucho mayor; y ese algo sólo podían ser las partículas cargadas. El físico americano Eugene Norman Parker abogó también por el flujo constante de partículas, además de las ráfagas adicionales que acompañarían a las fulguraciones solares, y en 1958 dio a tal efecto el nombre de «viento solar». Finalmente, se comprobó la existencia de ese viento solar gracias a los satélites soviéticos *Lunik I y Lunik II,* que orbitaron la Luna durante el bienio de 1959-1960, y al ensayo planetario americano del *Mariner II,* que pasó cerca de Venus en 1962.

El viento solar no es un fenómeno local. Todo induce a creer que conserva la densidad suficiente para hacerse perceptible por lo menos hasta la órbita de Saturno. Cerca de la Tierra, las partículas del viento solar llevan una velocidad variable, que puede oscilar entre los 350 y los 700 km/seg. Su existencia representa una pérdida para el Sol —millones de toneladas de materia por segundo—; pero aunque esto parezca descomunal a escala humana, constituye una insignificancia a escala solar. Desde su nacimiento, el Sol ha cedido al viento solar sólo una centésima parte del 1 % de su masa.

Es muy posible que el viento solar afecte a la vida diaria del hombre. Aparte su

influencia sobre el campo magnético, las partículas cargadas de la atmósfera superior pueden determinar ulteriores efectos en la evolución meteorológica de la Tierra. Si fuera así, el flujo y reflujo del viento solar podrían constituir elementos adicionales de ayuda para el pronóstico del tiempo.

La magnetosfera

Los satélites artificiales descubrieron un efecto imprevisto del viento solar. Una de las primeras misiones confiadas a los satélites artificiales fue la de medir la radiación en los niveles superiores de la atmósfera y en el espacio próximo, particularmente la intensidad de los rayos cósmicos (partículas cargadas de energía especialmente elevada). ¿Qué intensidad tiene esta radiación más allá del escudo atmosférico? Los satélites iban provistos de «contadores Geiger» —desarrollados, en 1928, por el físico alemán Hans Geiger—, los cuales miden de la siguiente forma las partículas radiactivas: El géiger consta de una caja que contiene gas a un voltaje no lo suficientemente elevado como para desencadenar el paso de una corriente a través de él. Cuando la partícula, de elevada energía, de una radiación, penetra en la caja, convierte en un ion un átomo del gas. Este ion, impulsado por la energía del impacto, incide sobre los átomos vecinos y forma más iones, los cuales, a su vez, chocan con sus vecinos, para seguir el proceso de formación. La lluvia de iones resultante puede transportar una corriente eléctrica, y durante una fracción de segundo fluye una corriente a través del contador. Este impulso eléctrico es enviado a la Tierra telemétricamente. De este modo, el instrumento cuenta las partículas, o flujo de radiación, en el lugar en que éste se ha producido.

Cuando se colocó en órbita, el 31 de enero de 1958, el primer satélite americano, el *Explorer I,* su contador detectó aproximadamente las esperadas concentraciones de partículas a alturas de varios centenares de kilómetros. Pero a mayores alturas —el *Explorer I* llegó hasta los 2.800 km— descendió el número de partículas detectadas, número que, en ocasiones, llegó hasta cero. Creyóse que esto se debería a algún fallo del contador. Posteriormente se comprobó que no ocurrió esto, pues el *Explorer III,* lanzado el 26 de marzo de 1958, y con un apogeo de 3.378 km, registró el mismo fenómeno. Igualmente sucedió con el satélite soviético *Sputnik III,* lanzado el 15 de mayo de 1958.

James A. van Alien, de la Universidad de lowa —director del programa de radiación cósmica— y sus colaboradores sugirieron una posible explicación. Según ellos, si el recuento de partículas radiactivas descendía virtualmente a cero, no era debido a que hubiese poca o ninguna radiación, sino, por el contrario, a que había demasiada. El instrumento no podía detectar todas las partículas que entraban en el mismo y, en consecuencia, dejaba de funcionar. (El fenómeno sería análogo a la ceguera momentánea del ojo humano ante una luz excesivamente brillante.)

El *Explorer IV,* lanzado el 26 de julio de 1958, iba provisto de contadores especiales, diseñados para responder a grandes sobrecargas. Por ejemplo, uno de ellos iba recubierto por una delgada capa de plomo —que desempeñaría una función similar a la de las gafas de sol—, la cual lo protegía de la mayor parte de la radiación. Esta vez los contadores registraron algo distinto. Demostraron que era correcta la teoría de «exceso de radiación». El *Explorer IV,* que alcanzó los 2.200 km de altura, envió a la Tierra unos recuentos que, una vez descartado el efecto protector de su estado, demostraron que la intensidad de la radiación en aquella zona era mucho más alta que la imaginada por los científicos. Era tan intensa, que suponía un peligro mortal para los futuros astronautas.

Se comprobó que los satélites *Explorer* habían penetrado sólo en las regiones más bajas de este inmenso campo de radiación. A finales de 1958, los dos satélites lanzados por Estados Unidos en dirección a la Luna (llamados por ello «sondas lunares») —el *Pioneer I,* que llegó hasta los 112.000 km, y el *Pioneer III,* que alcanzó los 104.000—, mostraron que existían dos cinturones principales de radiación en torno a la Tierra. Fueron denominados «cinturones de radiación de Van Alien». Más tarde se les dio el nombre de «magnetosiera», para equipararlos con otros puntos del espacio en los contornos de la Tierra (fig. 5.6).

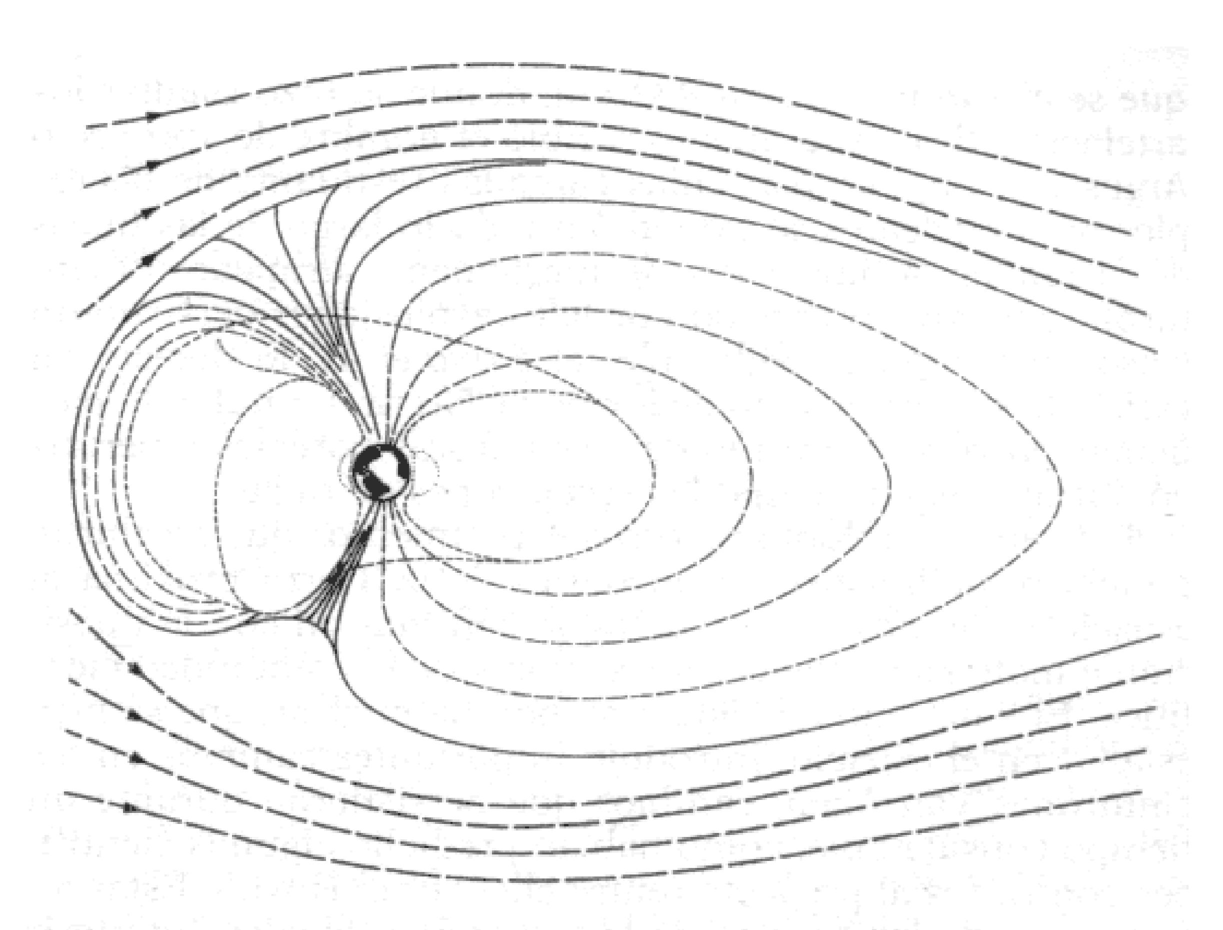


FIG. 5.6. *Los cinturones de radiación de Van Allen, tal como fueron detectados por satélites. Parecen estar compuestos de partículas cargadas atrapadas en el campo magnético de la Tierra.*

Al principio se creyó que la magnetosfera estaba dispuesta simétricamente alrededor de la Tierra —o sea, que era algo así como una inmensa rosquilla—, igual que las líneas magnéticas de fuerzas. Pero esta noción se vino abajo cuando los satélites enviaron datos con noticias muy distintas. Sobre todo en 1963, los satélites *Explorer XIV* e *Imp-I* describieron órbitas elípticas proyectadas con objeto de traspasar la magnetosfera, si fuera posible.

Pues bien, resultó que la magnetosfera tenía un límite claramente definido, la «magnetopausa», que era empujada hacia la Tierra por el viento solar en la parte iluminada de nuestro planeta; pero ella se revolvía y, contorneando la Tierra, se extendía hasta enormes distancias, en la parte ocupada por la oscuridad. La magnetopausa está a unos 64.000 km de la Tierra en dirección al Sol, pero las colas que se deslizan por el otro lado tal vez se extiendan en el espacio casi 2 millones de kilómetros. En 1966, el satélite soviético *Lunik X* detectó, mientras orbitaba la Luna, un débil campo magnético en torno a aquel mundo, que probablemente sería la cola de la magnetosfera terrestre que pasaba de largo.

La captura, a lo largo de las líneas de fuerza magnética, de las partículas cargadas había sido predicha, en la década de 1950, por un griego aficionado a la Ciencia, Nicholas Christofilos, el cual envió sus cálculos a científicos dedicados a tales investigaciones, sin que nadie les prestase demasiada atención. (En la Ciencia, como en otros campos, los profesionales tienden a despreciar a los aficionados.) Sólo cuando los profesionales llegaron por su cuenta a los mismos resultados que Christofilos, éste obtuvo el debido reconocimiento científico y fue bien recibido en los laboratorios americanos. Su idea sobre la captura de las partículas se llama hoy «efecto Christofilos».

Para comprobar si este efecto se producía realmente en el espacio, Estados Unidos lanzó, en agosto y setiembre de 1958, tres cohetes, provistos de bombas nucleares, cohetes que se elevaron hasta los 482 km, donde se hizo estallar los artefactos. Este

experimento recibió el nombre de «proyecto Argus». El flujo de partículas cargadas resultante de las explosiones nucleares se extendió a todo lo largo de las líneas de fuerza, en las cuales quedó fuertemente atrapado. El cinturón radiactivo originado por tales explosiones persistió un lapso de tiempo considerable; el *Explorer IV* lo detectó en varias de sus órbitas alrededor de la Tierra. La nube de partículas provocó asimismo débiles auroras boreales y perturbó durante algún tiempo las recepciones de radar.

Éste era el preludio de otros experimentos que afectaron e incluso modificaron la envoltura de la Tierra próxima al espacio y algunos de los cuales se enfrentaron con la oposición e indignación de ciertos sectores de la comunidad científica. El 9 de julio de 1962, una bomba nuclear, que se hizo estallar en el espacio, introdujo importantes cambios en los cinturones Van Alien, cambios que persistieron durante un tiempo considerable, como habían predicho algunos científicos contrarios al proyecto (entre ellos, Fred Hoyle). Estas alteraciones de las fuerzas de la Naturaleza pueden interferir nuestros conocimientos sobre la magnetosfera, por lo cual es poco probable que se repitan en fecha próxima tales experimentos.

Posteriormente se realizaron intentos de esparcir una tenue nube de agujas de cobre en una órbita alrededor de la Tierra, para comprobar su capacidad reflectante de las señales de radio y establecer así un método infalible para las comunicaciones a larga distancia. (La ionosfera es distorsionada de vez en cuando por las tormentas magnéticas, por lo cual pueden fallar en un momento crucial las comunicaciones de radio.)

Pese a las objeciones hechas por los radioastrónomos —quienes temían que se produjeran interferencias con las señales de radio procedentes del espacio exterior—, el plan (llamado «Proyecto West Ford», de Westford, Massachusetts, lugar donde se desarrollaron los trabajos preliminares) se llevó a cabo el 9 de mayo de 1963. Se puso en órbita un satélite cargado con 400 millones de agujas de cobre, cada una de ellas de unos 18 mm de longitud y más finas que un cabello humano. Las agujas fueron proyectadas y se esparcieron lentamente en una faja en torno al planeta, y, tal como se esperaba, reflejaron las ondas de radio. Sin embargo, para que resultara práctico se necesitaría un cinturón mucho más espeso, y creemos muy poco probable que en este caso se pudiesen vencer las objeciones de los radioastrónomos.

Magnetosferas planetarias

Naturalmente, los científicos tuvieron curiosidad por averiguar si existía un cinturón de radiaciones en los cuerpos celestes distintos a la Tierra. Si la teoría de Elsasser era correcta, un cuerpo planetario debería cumplir dos requerimientos a fin de poseer una magnetosfera apreciable: debe existir un núcleo líquido y eléctricamente conductor, en que pueda establecerse este remolino. Por ejemplo, la Luna es de baja densidad y lo suficientemente pequeña como para no ser muy cálida en su centro, y casi ciertamente no contiene ningún núcleo metálico en fusión. Y aunque así fuese, la Luna gira demasiado despacio para establecer un remolino. Por lo tanto, la Luna no debía tener un campo magnético de cualquier consideración en amplios núcleos. Sin embargo, por clara que pudiese ser dicha deducción, siempre ayuda practicar una medición directa, y las sondas de cohetes pueden llevar a cabo con facilidad semejantes mediciones.

En efecto, las primeras sondas lunares, las *Lunik I* lanzadas por los soviéticos (2 de enero de 1959) y *Lunik II* (setiembre de 1959), no encontraron señales de cinturones de radiación en la Luna, y el descubrimiento fue confirmado a partir de entonces en cualquier tipo de enfoque de la Luna.

Venus es un caso más interesante. Tiene casi igual masa y es casi tan densa como la Tierra, y ciertamente debe poseer un núcleo metálico líquido parecido al terrestre. Sin embargo, Venus gira con gran lentitud, incluso más lentamente que la Luna. La sonda de Venus, *Mariner II,* en 1962, y todas las sondas venusinas desde entonces han estado de acuerdo en que, virtualmente, Venus carece de campo magnético. Éste (resultante posiblemente de los efectos conductores de la ionosfera de su densa atmósfera) es ciertamente de menos de 1/20.000 respecto de la intensidad del de la Tierra.

Mercurio es también denso y debe de tener un núcleo metálico, pero, al igual que Venus, gira muy lentamente. El *Mariner X,* que pasó rozando Mercurio en 1973 y en 1974, detectó un débil campo magnético, en cierto modo más fuerte que el de Venus, y sin atmósfera como elemento coadyuvante. Por débil que sea, el campo magnético de Mercurio es demasiado fuerte como para adscribirse al efecto Elsasser. Tal vez a causa del tamaño de Mercurio (considerablemente menor que el de Venus o el de la Tierra), su núcleo metálico está lo suficientemente frío como para ser ferromagnético y poseer alguna ligera propiedad como imán permanente. No obstante, no podemos aún decir si es de este modo.

Marte gira razonablemente de prisa, pero es más pequeño y menos denso que la Tierra. Probablemente no posee un núcleo metálico líquido de cualquier tamaño, pero incluso uno muy pequeño puede producir algún efecto, y Marte parece tener un pequeño campo magnético, más fuerte que el de Venus aunque mucho más débil que el de la Tierra.

Júpiter es algo muy distinto. Su masa gigante y su rápida rotación podrían hacer de él un obvio candidato a poseer un campo magnético, si fuesen ciertos los conocimientos de las características conductoras de su núcleo. Sin embargo, en 1955, cuando tales conocimientos no existían y las sondas no se habían aún construido, dos astrónomos norteamericanos, Bernard Burke y Kenneth Franklin, detectaron ondas de radio desde Júpiter que no eran térmicas: es decir, que no surgían meramente por efectos de la temperatura. Debían aparecer por alguna otra causa, tal vez por partículas de alta energía atrapadas en un campo magnético. En 1959, Donald Drake interpretó así las ondas de radio procedentes de Júpiter.

Las primeras sondas de Júpiter, *Pioneer X* y *Pioneer XI,* dieron una amplia confirmación de la teoría. No tuvieron problemas en detectar un campo magnético (en comparación con el de la Tierra, resultó gigantesco), incluso mucho más de lo que se esperaba en este enorme planeta. La magnetosfera de Júpiter es unas 1.200 veces mayor que la de la Tierra. Si fuese visible al ojo, llenaría una zona del cielo (tal y como lo vemos desde la Tierra) que sería varias veces mayor que cuando se nos aparece la Luna. La magnetosfera de Júpiter es 19.000 veces más intensa que la de la Tierra, y si unos navios espaciales tripulados consiguen alguna vez llegar hasta el planeta, constituiría una barrera mortífera para una aproximación más cercana, incluyendo a la mayoría de los satélites galileanos.

Saturno posee asimismo un intenso campo magnético, uno intermedio en tamaño entre el de Júpiter y el de la Tierra. No podemos decirlo aún a través de una observación directa, pero parece razonable suponer que Urano y Neptuno también poseen campos magnéticos que pueden ser más potentes que el de la Tierra. En todos los gigantes gaseosos, la naturaleza de un núcleo líquido y conductor, sería o bien de metal líquido o de hidrógeno metálico líquido, este último con mayor seguridad en el caso de Júpiter y Saturno.

METEOROS Y METEORITOS

Ya los griegos sabían que las «estrellas fugaces» no eran estrellas en realidad, puesto que, sin importar cuántas cayesen, su número permanecía invariable. Aristóteles creía que una estrella fugaz, como fenómeno temporal, debía de producirse en el interior de la atmósfera (y esta vez tuvo razón). En consecuencia, estos objetos recibieron el nombre de «meteoros», o sea, «cosas en el aire». Los meteoros que llegan a alcanzar la superficie de la Tierra se llaman «meteoritos».

Los antiguos presenciaron algunas caídas de meteoritos y descubrieron que eran masas de hierro. Se dice que Hiparco de Nicea informó sobre una de estas caídas. Según los musulmanes, la Kaaba la piedra negra de La Meca, es un meteorito que debe su carácter sagrado a su origen celeste. Por su parte, *La Iliada* menciona una masa de hierro tosco, ofrecida como uno de los premios en los juegos funerarios en honor de Patroclo. Debió de haber sido de origen meteórico, puesto que en aquellos tiempos se vivía aún en la Edad del Bronce y no se había desarrollado la metalurgia del hierro. En realidad, en épocas tan lejanas como el año 3000 a. de J.C. debió de

emplearse hierro meteórico.

Durante el siglo XVIII, en pleno auge de la Ilustración, la Ciencia dio un paso atrás en este sentido. Los que desdeñaban la superstición se reían de las historias de las «piedras que caían del cielo». Los granjeros que se presentaron en la Academia Francesa con muestras de meteoritos, fueron despedidos cortésmente, aunque con visible impaciencia. Cuando, en 1807, dos estudiantes de Connecticut declararon que habían presenciado la caída de un meteorito, el presidente, Thomas Jefferson —en una de sus más desafortunadas observaciones—, afirmó que estaba más dispuesto a aceptar que los profesores yanquis mentían, que el que las piedras cayesen del cielo.

Sin embargo, el 13 de noviembre de 1833, Estados Unidos se vieron sometidos a una verdadera lluvia de meteoros del tipo llamado «leónidas» porque, al parecer, proceden de un punto situado en la constelación de Leo. Durante algunas horas, el cielo se convirtió en un impresionante castillo de fuegos artificiales. Se dice que ningún meteorito llegó a alcanzar la superficie de la Tierra, pero el espectáculo estimuló el estudio de los meteoros, y, por vez primera, los astrónomos lo consideraron seriamente.

Hace unos años, el químico sueco Jóns Jakob Berzelius se trazó un programa para el análisis químico de los meteoritos. Tales análisis han proporcionado a los astrónomos una valiosa información sobre la edad general del Sistema Solar e incluso sobre la composición química del Universo.

Meteoros

Anotando las épocas del año en que caía mayor número de meteoros, así como las posiciones del cielo de las que parecían proceder, los observadores pudieron trazar las órbitas de diversas nubes de meteoros. De este modo se supo que las lluvias de tales objetos estelares se producían cuando la órbita de la Tierra interceptaba la de una nube de meteoros.

¿Es posible que estas nubes de meteoros sean, en realidad, los despojos de cometas desintegrados?

Cuando semejante polvo cometario penetra en la atmósfera, puede llevar a cabo una enorme exhibición, como' ya sucediera en 1833. Una estrella fugaz tan brillante como Venus penetra en la atmósfera como una mota que sólo pesa 1 gramo. Y algunos meteoros visibles no llegan ni a 1/10.000 de esta masa.

El número total de meteoros que alcanzan la atmósfera de la Tierra puede calcularse, y ha demostrado ser increíblemente amplio. Cada día existen más de 20.000 que pesan, por lo menos, 1 gramo, y casi 200 millones más lo suficientemente grandes como para formar un resplandor visible al ojo desnudo, y muchos miles de millones más de tamaños más reducidos. Conocemos esos muy pequeños micrometeoros porque el J aire se ha descubierto que contiene partículas de polvo de unas formas desacostumbradas y con un elevado contenido en níquel, muy diferente al polvo terrestre. Otra evidencia de la presencia de micrometeoros en vastas cantidades radica en el leve resplandor en los cielos llamado *luz zodiacal* (que fue descubierto por primera vez hacia 1700 por G. D. Cassini), así llamado porque es evidente sobre todo en las proximidades del plano de la órbita terrestre, donde se presentan las constelaciones del zodíaco. La luz zodiacal es muy poco luminosa y no puede verse siquiera en una noche sin luna, a menos que las condiciones sean favorables. Es más brillante cerca del horizonte donde el Sol se pone, o está a punto de salir, y en el lado contrario del firmamento, donde existe una iluminación secundaria llamada el *Gegenscien* (voz alemana para «luz opuesta»). La luz zodiacal difiere del resplandor del aire: su espectro no tiene líneas de oxígeno atómico o de sodio atómico, pero es únicamente luz solar reflejada y nada más. El agente reflectante responsable es el polvo concentrado en el espacio en el plano de las órbitas planetarias: en resumen, de los micrometeoros. Su número y tamaño pueden estimarse a partir de la intensidad de la luz zodiacal. Los micrometeoros se cuentan en la actualidad con una nueva precisión por medio de satélites como el *Explorer XVI,* lanzado en diciembre de 1962, y el

Pegasus I, lanzado el 16 de febrero de 1965. Para detectarlos, algunos de los satélites se hallan recubiertos con bandas de un material sensible que señala cada golpe de meteorito a través de una carga en la resistencia eléctrica. Otros registran estos impactos a través de unos micrófonos sensibles detrás de la cobertura, y que captan los sonidos claros y metálicos. Los conteos del satélite han indicado que unas 3.000 toneladas de materia meteórica penetran cada día en nuestra atmósfera, y las cinco sextas partes de la misma consisten en micrometeoros demasiado pequeños para detectarse como estrellas fugaces. Ésos micrometeoros pueden formar una tenue nube de polvo encima de la Tierra, que se extiende, en decreciente densidad, durante unos 160.000 kilómetros, más o menos, antes de desvanecerse en la usual densidad de materia en el espacio interplanetario.

La sonda de Venus *Mariner II* mostró que la concentración de polvo en el espacio es sólo de 1/10.000 de la concentración cerca de la Tierra, que parece ser el centro de una esfera de polvo. Fred Whipple sugiere que la Luna puede ser la fuente de la nube, y que el polvo surgiría de la superficie lunar a causa de los impactos de meteoritos que ha de resistir.

El geógrafo Hans Petterson, que ha estado particularmente interesado en el polvo meteórico, tomó algunas muestras de aire, en 1957, en la cumbre de una montaña en Hawai, que se encontraba muy alejada de las zonas de producción de polvo industrial, respecto de lo que se puede conseguir en la Tierra. Sus descubrimientos le permitieron averiguar que unos 5 millones de toneladas de polvo meteórico caen cada año sobre la Tierra. (Existe una medición similar por parte de James M. Rosen, en 1964, empleando instrumentos llevados a bordo de globos, y que da unas cifras de 4 millones de toneladas, aunque algunos otros encuentran razonable situar las cifras en sólo unas 100.000 toneladas al año.) Hans Petterson trató de conseguir una idea acerca de la caída en el pasado, analizando núcleos extraídos del fondo oceánico, de un polvo muy rico en níquel. Descubrió que, en conjunto, existía más de todo ello en los sedimentos superiores que en los inferiores; así, aunque la evidencia sea aún escasa, el índice de bombardeo meteórico puede haber aumentado en épocas recientes. Este polvo meteórico puede ser de directa importancia para todos nosotros, pues, según una teoría adelantada por el físico australiano Edward George Bowen, en 1953, este polvo sirve como núcleo para las gotas de agua. De ser así, la pauta de las lluvias terrestres reflejaría los aumentos y disminuciones en la intensidad con que.nos bombardean los micrometeoritos.

Meteoritos

Ocasionalmente, trozos de materia de un grosor como pequeñas partículas de grava, incluso sustancialmente mayores, penetran en la atmósfera de la Tierra. Pueden ser del tamaño suficiente como para sobrevivir al calor de la resistencia del aire mientras se precipitan a través de la atmósfera a una velocidad de 12 a 65 kilómetros por segundo, llegando al suelo. Ésos, como ya he mencionado antes, son los meteoritos. Tales meteoritos se cree que son pequeños asteroides, específicamente los rozadores de la Tierra, que se han acercado demasiado y han sufrido un accidente...

La mayoría de los meteoritos encontrados en el suelo (se conocen unos 1.700 en total, de los cuales 35 pesan una tonelada cada uno) poseen hierro, y al parecer los meteoritos férricos superan en número a los del tipo rocoso. Sin embargo, esta teoría demostró ser errónea. Un trozo de hierro que yace medio enterrado en un campo pedregoso es muy fácil de notar, mientras que una piedra entre otras piedras no lo es: un meteorito rocoso, sin embargo, una vez investigado muestra diferencias características en comparación con las rocas terrestres.

Cuando los astrónomos hicieron recuentos de los meteoritos, que en realidad eran vistos caer, descubrieron que los meteoritos rocosos superaban a los férricos en la proporción de 9 a 1. (Durante un tiempo, la mayoría de los meteoritos pétreos fueron descubiertos en Kansas, lo cual puede parecer raro hasta que uno se percata de que, en el suelo sedimentario y sin rocas de Kansas, una piedra es tan perceptible como lo sería un fragmento de hierro en cualquier otra parte.)

Esos dos tipos de meteoritos se cree que se originan de la siguiente manera. En la juventud del Sistema Solar, los asteroides pueden haber sido más grandes, de promedio, de como lo son ahora. Una vez formados, e impedida cualquier posterior consolidación por las perturbaciones de Júpiter, sufrieron colisiones entre ellos mismos y roturas. Sin embargo, antes de que esto sucediese, los asteroides pueden haber estado lo suficiente calientes, en su formación, como para permitir cierta separación de sus componentes, hundiéndose el hierro en el centro y forzando a la roca a situarse en la capa exterior. Luego, cuando tales asteroides se fragmentaron, aparecieron como restos tanto pétreos como metálicos, por lo que se encuentran en la actualidad en la Tierra meteoritos de ambos tipos.

Sin embargo, los meteoritos tienen realmente un poder devastador. Por ejemplo, en 1908, el impacto de uno de ellos en el norte de Siberia abrió un cráter de 45 m de diámetro y derribó árboles en un radio de 32 km. Por fortuna cayó en una zona desierta de la tundra. Si hubiese caído, a partir del mismo lugar del cielo, 5 horas más tarde, teniendo en cuenta la rotación de la Tierra, podría haber hecho impacto en San Petersburgo, a la sazón capital de Rusia. La ciudad habría quedado entonces devastada como por una bomba de hidrógeno. Según uno de los cálculos hechos, el meteorito tendría una masa de 40.000 t. Este *caso Tunguska* (así llamado por la localidad en que se produjo la colisión), presenta ciertos misterios. La inaccesibilidad de este lugar, y la confusión de la guerra y de la revolución que tuvieron lugar poco después, hicieron imposible el investigar la zona durante muchos años. Una vez investigada, no aparecieron trazas de material meteórico. En años recientes, un escritor soviético de ciencia-ficción inventó la radiactividad en el lugar como parte de una historia, una invención que fue tomada como un descubrimiento muy sobrio por muchas personas, que tenían un afecto natural por los sensacionalismos. Como resultado de todo ello, se desarrollaron muchas teorías disparatadas, desde la de una colisión con un miniagujero negro hasta la de una explosión nuclear extra terrestre. La explicación racional más plausible es que el meteoro que cayó era de naturaleza gélida y, probablemente, un cometa muy pequeño, o un trozo de otro mayor (posiblemente el cometa Encke). Estalló en el aire poco antes de la colisión y produjo daños inmensos sin producir materia meteórica de roca o metal. Desde entonces, el impacto más importante fue el registrado, en 1947, cerca de Vladivostok (como vemos, otra vez en Siberia). Hay señales de impactos aún más violentos, que se remontan a épocas prehistóricas. Por ejemplo, en Coconino County (Arizona) existe un cráter, redondo, de unos 1.260 m de diámetro y 180 m de profundidad, circuido por un reborde de tierra de 30 a 45 m de altura. Tiene el aspecto de un cráter lunar en miniatura. Hace tiempo se pensaba que quizá pudiera tratarse de un volcán extinguido; pero un ingeniero de minas, Daniel Moreau Barringer, insistió en que era el resultado de una colisión meteórica, por lo cual el agujero en cuestión lleva hoy el nombre de «cráter Barringer». Está rodeado por masas de hierro meteórico, que pesan miles o quizá millones de toneladas en total. A pesar de que hasta ahora se ha extraído sólo una pequeña parte, esa pequeña parte es superior al hierro meteórico extraído en todo el mundo. El origen meteórico de este cráter fue confirmado, en 1960, por el descubrimiento de formas de sílice que sólo pudieron producirse como consecuencia de las enormes presiones y temperaturas que acompañaron al impacto meteórico.

El cráter Barringer, que se abriría en el desierto hace unos 25.000 años, se conserva bastante bien. En otros lugares del mundo, cráteres similares hubiesen quedado ocultos por la erosión del agua y el avance de la vegetación. Por ejemplo, las observaciones realizadas desde el aire, han permitido distinguir formaciones circulares, que al principio pasaron inadvertidas, llenas, en parte, de agua y maleza, que son también, casi con certeza, de origen meteórico. Algunas han sido descubiertas en Canadá, entre ellas, el cráter Brent. en el Ontario Central y el cráter Chubb en el norte de Quebec —cada uno de ellos, con un diámetro de más de 3 km—, así como el cráter Ashanti en Ghana, cuyo diámetro mide más de 9 km. Todos ellos tienen, por lo menos, un millón de años de antigüedad. Se conocen 14 de estos «cráteres fósiles», y algunos signos geológicos sugieren la existencia de otros muchos.

Los tamaños de los cráteres lunares que podemos contemplar con los telescopios oscilan entre agujeros no mayores que el cráter Barringer hasta gigantes de 240 km de diámetro. La Luna, que no tiene aire, agua ni vida, es un museo casi perfecto para

los cráteres, puesto que no están sometidos a desgaste alguno, si exceptuamos la lenta acción de los violentos cambios térmicos, resultantes de la alteración, cada dos semanas, del día y la noche lunares. Quizá la Tierra estaría tan acribillada como la Luna si no fuese por la acción «cicatrizante» del viento, el agua y los seres vivientes.

Al principio se creía que los cráteres de la Luna eran de origen volcánico, pero en realidad no se parecen, en su estructura, a los cráteres volcánicos terrestres.

Hacia la década de 1890 empezó a imponerse la teoría de que los cráteres se habían originado como resultado de impactos meteóricos, y hoy goza de una aceptación general.

Según esta teoría, los grandes «mares» o sea, esas inmensas llanuras, más o menos circulares y relativamente libres de cráteres, habrían sido formados por el impacto de meteoros excepcionalmente voluminosos. Se reforzó tal opinión en 1968, cuando los satélites que daban vueltas en torno a la Luna experimentaron inesperadas desviaciones en sus órbitas. La naturaleza de tales desviaciones hizo llegar a esta conclusión: Algunas partes de la superficie lunar tienen una densidad superior al promedio; ello hace que se incremente levemente la atracción gravitatoria en dichas partes, por lo cual reaccionan los satélites que vuelan sobre ellas. Estas áreas de mayor densidad, que coinciden, aparentemente, con los mares, recibieron la denominación de *mascones* (abreviatura de *mass-concentrations,* o concentraciones de masas). La deducción más lógica fue la de que los grandes meteoros férricos se hallaban enterrados bajo la superficie y eran más densos que la materia rocosa, cuyo porcentaje es el más alto en la composición de la corteza lunar. Apenas transcurrido un año desde este descubrimiento, se había detectado ya por lo menos una docena de *mascones.*

Por otra parte, se disipó el cuadro de la Luna como «mundo muerto», donde no era posible la acción volcánica. El 3 de noviembre de 1958, el astrónomo ruso N. A. Kozyrev observó una mancha rojiza en el cráter Alphonsus. (Mucho antes, nada menos que en 1780, William Herschel informó sobre la aparición de manchas rojizas en la Luna.) Los análisis espectroscópicos de Kozyrev revelaron claramente, al parecer, que aquello obedecía a una proyección de gas y polvo. Desde entonces se han visto otras manchas rojas durante breves instantes, y hoy se tiene casi la certeza de que en la Luna se produce casi ocasionalmente actividad volcánica. Durante el eclipse total de Luna, en diciembre de 1964, se hizo un significativo descubrimiento: nada menos que 300 cráteres tenían una temperatura más alta que los parajes circundantes, aunque no emitían el calor suficiente para llegar a la incandescencia.

Por lo general, los mundos carentes de aire, como Mercurio y los satélites de Marte, Júpiter y Saturno, se hallan ampliamente esparcidos de cráteres que conmemoran el bombardeo que tuvo lugar hace 4 mil millones de años, e incluso antes, cuando los mundos se formaron por acreción de planetesimales. Nada ha ocurrido desde entonces que eliminara dichas señales.

Venus es pobre en cráteres, tal vez a causa de los efectos erosivos de su densa atmósfera. Un hemisferio de Marte es pobre en cráteres, tal vez debido a que la acción volcánica ha construido una corteza nueva, ío no tiene virtualmente cráteres, a causa de la lava elaborada por sus volcanes en actividad. Europa carece de cráteres, pues los impactos meteóricos se abrieron paso a través del glaciar circundante hasta el líquido que se encontraba debajo, mientras que el líquido expuesto se hiela de nuevo con rapidez y «sana» la abertura.

Los meteoritos, como las únicas piezas de materia extraterrestre que podemos examinar, resultan excitantes no sólo para los astrónomos, geólogos, químicos y metalúrgicos, sino también para los cosmólogos, que se hallan preocupados por los orígenes del Universo y del Sistema Solar. Entre los meteoritos figuran desconcertantes objetos vitreos, encontrados en varios lugares de la Tierra. El primero fue hallado en 1787, en lo que es ahora la Checoslovaquia occidental. Los ejemplos australianos fueron detectados en 1864. Recibieron el nombre de tectitas, de una palabra griega que significa «fundido», a causa de que parecen haberlo hecho así a su

paso a través de la atmósfera.

En 1936 un astrónomo norteamericano, Harvey Harlow Ninninger sugirió que las tectitas eran los restos de material salpicado forzado a abandonar la superficie de la Luna a causa del impacto de grandes meteoros y captados por el campo gravitatorio de la Tierra. Una particularmente difundida serie de tectitas fue encontrada en Australia y en el Sudeste asiático (con muchos de ellos dragados del fondo del océano índico). Al parecer son las más jóvenes de las tectitas, con sólo una edad de 700.000 años. De forma concebible, pueden haberse producido por el gran impacto meteórico que formó el cráter Tycho (el más joven de los espectaculares cráteres lunares) en la Luna. El hecho de que esta colisión parezca haber coincidido con la más reciente inversión del campo magnético terrestre, ha dado origen a algunas especulaciones de que las fuertemente irregulares series de dichas inversiones puedan señalar otra de tales catástrofes Tierra-Luna.

Otra inusual clasificación de los meteoritos son los que se han encontrado en la Antártida. En realidad, cualquier meteorito, ya sea pétreo o metálico, que yazga en el vasto casquete antartico, constituye inevitablemente algo muy perceptible. En efecto, un objeto sólido en cualquier parte de dicho continente, que no sea hielo o de origen humano, ha de ser por fuerza un meteorito. Y una vez aterriza, permanece intocado (por lo menos durante los últimos 20 millones de años), a menos que quede enterrado en la nieve o lo haya encontrado algún pingüino emperador.

Nunca muchos seres humanos se han hallado presentes en cualquier momento en la Antártida, y nunca el continente ha sido avizorado demasiado de cerca, por lo que, hasta 1969, sólo se han encontrado cuatro meteoritos, todos ellos por accidente. En 1969, un grupo de geólogos japoneses topó con nueve meteoritos esparcidos muy cerca. Los mismos suscitaron el interés general de los científicos, por lo que se encontraron más meteoritos. En 1983, ya se habían hallado más de 5.000 fragmentos meteóricos sobre el helado continente, en realidad muchos más que en el resto del mundo. (La Antártida no es un sitio especialmente buscado para la colisión, sino que los meteoritos son mucho más fáciles de localizar allí.)

Algunos de los meteoritos de la Antártida son asimismo extraños. En enero de 1982, se descubrió un fragmento meteorítico de color pardoverdoso y, en los análisis correspondientes, demostró tener una composición notablemente parecida a alguna de las rocas lunares traídas a la Tierra por los astronautas. No existe una manera fácil de demostrar cómo un trozo de material lunar pudo haber sido proyectado al espacio y alcanzado la Tierra, pero ciertamente existe esa posibilidad.

Asimismo, algunos fragmentos meteóricos de la Antártida, cuando se calentaron, despidieron gases, que demostraron tener una composición muy parecida a la atmósfera marciana. Y lo que es más, esos meteoritos al parecer sólo tenían una antigüedad de 1.300 millones de años, en vez de los 4.500 millones de los meteoritos ordinarios. Hace 1.300 millones de años, los volcanes de Marte permanecían en violenta actividad. Es posible que algunos de esos meteoritos sean trozos de lava volcánica marciana que de algún modo resultaron despedidos hasta la Tierra.

La edad de los meteoritos (computada por métodos que describiré en el capítulo 7) constituye una importante herramienta, todo hay que decirlo, para la determinación de la edad de la Tierra y del Sistema Solar en general.

EL AIRE: CÓMO SE CONSERVA Y CÓMO SE CONSIGUE

Quizá no debería sorprendernos tanto la forma en que la Tierra consiguió su atmósfera, como la manera en que ha logrado retenerla a través de los períodos en que ha estado girando sobre sí misma y corriendo a través del espacio. La respuesta a este último problema requiere la ayuda del concepto «velocidad de escape».

Velocidad de escape

Si un objeto es lanzado desde la Tierra hacia arriba, la fuerza de la gravedad va

aminorando gradualmente el empuje del objeto hacia arriba, hasta determinar, primero, una detención momentánea, y luego su caída. Si la fuerza de la gravedad fuese la misma durante todo el recorrido, la altura alcanzada por el objeto sería proporcional a su velocidad inicial; es decir, que lanzado a más de 3 km/hora, alcanzaría una altura 4 veces superior a la que conseguiría si fuese disparado a sólo 1.600 m/hora (pues la energía aumenta proporcionalmente al cuadrado de la velocidad).

Pero, como es natural, la fuerza de la gravedad no permanece constante, sino que se debilita lentamente con la altura. (Para ser exactos, se debilita de acuerdo con el cuadrado de la distancia a partir del centro de la Tierra.) Por ejemplo, si disparamos hacia arriba un objeto a la velocidad de 1.600 m/ seg, alcanzará una altura de 129 km antes de detenerse y caer (si prescindimos de la resistencia del aire). Y si disparásemos el mismo objeto a 3.200 m/seg, se elevaría a una altura 4 veces mayor. A los 129 km de altura, la fuerza de la gravedad terrestre es sensiblemente inferior que a nivel del suelo, de modo que el posterior vuelo del objeto estaría sometido a una menor atracción gravitatoria. De hecho, el objeto alcanzaría los 563 km, no los 514.

Dada una velocidad centrífuga de 10 km/seg, un objeto ascenderá hasta los 41.500 km de altura. En este punto, la fuerza de la gravedad es unas 40 veces menor que sobre la superficie de la Tierra. Si añadimos sólo 160 m/seg a la velocidad inicial del objeto (por ejemplo, lanzado a 10,6 km/seg), alcanzaría los 55.000 km.

Puede calcularse que un objeto lanzado a la velocidad inicial de 11,23 km/seg, no caerá nunca a la Tierra. A pesar de que la gravedad terrestre irá aminorando gradualmente la velocidad del objeto, su efecto declinará poco a poco, de modo que nunca conseguirá detenerlo por completo (velocidad cero) respecto a la Tierra. (Y ello, pese a la conocida frase de «todo lo que sube tiene que bajar».) El *Lunik I y* el *Pioneer IV,* disparados a velocidades de más de 11,26 km/seg, nunca regresarán.

Por tanto, la «velocidad de escape» de la Tierra es de 11,23 km/seg. La velocidad de escape de cualquier cuerpo astronómico puede calcularse a partir de su masa y su tamaño. La de la Luna es de sólo 2.400 m/seg; la de Marte, de 5.148 m/seg; la de Saturno, de 37 km/seg; la de Júpiter, el coloso del Sistema Solar, de 61 km/seg.

Todo esto se halla relacionado directamente con la retención, por parte de la Tierra, de su atmósfera. Los átomos y las moléculas del aire están volando constantemente como pequeñísimos cohetes. Sus velocidades particulares están sometidas a grandes variaciones, y sólo pueden describirse estadísticamente: por ejemplo, dando la fracción de las moléculas que se mueven a velocidad superior a la fijada, o dando la velocidad media en determinadas condiciones. La fórmula para realizarlo fue elaborada, en 1860, por James Clerk Maxwell y el físico austríaco Ludwig Boltzmann, por lo cual recibe el nombre de «ley de Maxwell-Boltzmann».

La velocidad media de las moléculas de oxígeno en el aire a la temperatura ambiente es de 0,4 km/seg. La molécula de hidrógeno, 16 veces menos pesada, suele moverse a una velocidad 4 veces mayor, es decir, 1,6 km/seg, ya que, de acuerdo con la citada ley de Maxwell-Boltzmann, la velocidad de una determinada partícula a una temperatura dada es inversamente proporcional a la raíz cuadrada de su peso molecular.

Es importante recordar que se trata sólo de velocidades medias. La mitad de las moléculas van más de prisa que el promedio; un determinado porcentaje de las mismas va dos veces más rápido que el promedio; un menor porcentaje va 3 veces más rápido, etc. De hecho, un escaso porcentaje de las moléculas de hidrógeno y oxígeno de la atmósfera se mueve a velocidades superiores a los 11,26 km/seg, o sea, la velocidad de escape.

Estas partículas no pueden escapar en los niveles bajos de la atmósfera, porque aminoran su marcha las colisiones con sus vecinas más lentas; en cambio, en la atmósfera superior son mucho mayores sus probabilidades de escape. Ello se debe, en primer lugar, a que la radiación del Sol, al llegar hasta allí sin traba alguna, estimula a

buen número de partículas, que adquieren una enorme energía y grandes velocidades. En segundo lugar, a que la probabilidad de colisiones queda muy reducida en un aire más tenue. Mientras que, en la superficie de la Tierra, una molécula se desplaza, por término medio, sólo unos 0,001 mm, antes de chocar con una molécula vecina, a 104 km de altura, el camino que pueden recorrer sin entrar en colisión es de 10 cm, en tanto que a los 225 km es ya de 1 km. Aquí, el promedio de colisiones sufridas por un átomo o una molécula es sólo de 1/seg, frente a las 5.000 millones por segundo a nivel del mar. De este modo, una partícula rápida a 160 km o más de altura, tiene grandes posibilidades de escapar de la Tierra. Si se mueve hacia arriba, se va desplazando por regiones cada vez menos densas y, por tanto, con menores probabilidades de colisión, de modo que, al fin, puede escapar a veces al espacio interplanetario, para no volver nunca más.

En otras palabras: la atmósfera de la Tierra tiene «fugas», aunque por lo general, de las moléculas más ligeras. El oxígeno y el nitrógeno son bastante pesados, por lo cual, sólo una pequeña fracción de las moléculas de este tipo consigue la velocidad de escape. De aquí que no sea mucho el oxígeno y el nitrógeno que ha perdido la Tierra desde su formación. Por su parte, el hidrógeno y el helio llegan fácilmente a la velocidad de escape. Así, no debe sorprendernos que nuestra atmósfera no contenga prácticamente hidrógeno ni helio.

Los planetas de mayor masa, como Júpiter y Saturno, pueden retener bien el hidrógeno y el helio, por lo cual sus atmósferas son más amplias y consistentes y están compuestas, en su mayor parte, por estos elementos, que, a fin de cuentas, son las sustancias más corrientes en el Universo. El hidrógeno, que existe en enormes cantidades, reacciona en seguida con los demás elementos presentes, por lo cual el carbono, el nitrógeno y el oxígeno sólo pueden presentarse en forma de compuestos hidrogenados, es decir, metano (CH_4), amoníaco (NH_3) y agua (H_2O), respectivamente. Aunque en la atmósfera de Júpiter el amoníaco y el metano se hallan presentes a una concentración relativamente mínima de impurezas, logró descubrirlos, en 1931, el astrónomo germanoamericano Rupert Wildt, gracias a que estos compuestos dan en el espectro unas bandas de absorción muy claras, lo cual no ocurre con el helio y el hidrógeno. La presencia de helio e hidrógeno se detectó en 1952 con ayuda de métodos indirectos. Y, naturalmente, las sondas de Júpiter, a partir de 1973, han confirmado esos hallazgos y nos han proporcionado ulteriores detalles.

Moviéndose en dirección opuesta, un planeta pequeño como Marte tiene menos capacidad para retener las moléculas relativamente pesadas, por lo cual, la densidad de su atmósfera equivale a una décima parte de la nuestra. La Luna, con su reducida velocidad de escape, no puede retener una atmósfera propiamente dicha y, por tanto, carece de aire.

La temperatura es un factor tan importante como la gravedad. La ecuación de Maxwell-Boltzmann dice que la velocidad media de las partículas es proporcional a la raíz cuadrada de la temperatura absoluta. Si la Tierra tuviese la temperatura de la superficie del Sol, todos los átomos y moléculas de su atmósfera aumentarían la velocidad de 4 a 5 veces y, en consecuencia, la Tierra no podría retener ya sus moléculas de oxígeno y nitrógeno, del mismo modo que no puede hacerlo con las de hidrógeno y helio.

Así, Mercurio tiene 2,2 veces la gravedad superficial de la Luna y debería hacerlo mejor para conservar una atmósfera. Sin embargo, Mercurio se encuentra considerablemente más caliente que la Luna y ha acabado tan sin aire como ésta.

Marte posee una gravedad superficial sólo levemente mayor que la de Mercurio, pero se halla en extremo más frío que éste, e incluso que la Tierra o la Luna. El que Marte se las apañe para tener una tenue atmósfera es más a causa de su baja temperatura que de su moderadamente elevada gravedad superficial. Los satélites de Júpiter se hallan aún más fríos que Marte, pero poseen asimismo una gravedad superficial del mismo calibre que la de la Luna, y por lo tanto no pueden retener una atmósfera. Titán, el satélite mayor de Saturno, está tan frío, no obstante, que puede conservar una densa atmósfera de nitrógeno. Tal vez Tritón, el satélite mayor de Neptuno, pueda

conseguir lo mismo.

La atmósfera original

El hecho que la Tierra tenga atmósfera constituye un poderoso argumento en contra de la teoría de que tanto ella como los demás planetas del Sistema Solar tuvieron su origen a partir de alguna catástrofe cósmica, como la colisión entre otro sol y el nuestro. Más bien argumenta en favor de la teoría de la nube de polvo y planetesimal. A medida que el polvo y el gas de las nubes se condensaron para formar planetesimales, y éstos, a su vez, se unieron para constituir un cuerpo planetario, el gas quedó atrapado en el interior de una masa esponjosa, de la misma forma que queda el aire en el interior de un montón de nieve. La subsiguiente contracción de la masa por la acción de la gravedad pudo entonces haber obligado a los gases a escapar de su interior. El que un determinado gas quedase retenido en la Tierra se debió, en parte, a su reactividad química. El helio y el neón, pese a que debían figurar entre los gases más comunes en la nube original, son tan químicamente inertes, que no forman compuestos, por lo cual pudieron escapar como gases. Por tanto, las concentraciones de helio y neón en la Tierra son porciones insignificantes de sus concentraciones en todo el Universo. Se ha calculado, por ejemplo, que la Tierra ha retenido sólo uno de cada 50.000 millones de átomos de neón que había en la nube de gas original, y que nuestra atmósfera tiene aún menos —si es que tiene alguno— de los átomos de helio originales. Digo «si es que tiene alguno» porque, aun cuando todavía se encuentra algo de helio en nuestra atmósfera, éste puede proceder de la desintegración de elementos radiactivos y de los escapes de dicho gas atrapado en cavidades subterráneas.

Por otra parte, el hidrógeno, aunque más ligero que el helio o el neón, ha sido mejor captado por estar combinado con otras sustancias, principalmente con el oxígeno, para formar agua. Se calcula que la Tierra sigue teniendo uno de cada 5 millones de átomos de hidrógeno de los que se encontraban en la nube original.

El nitrógeno y el oxígeno ilustran con mayor claridad este aspecto químico. A pesar de que las moléculas de estos gases tienen una masa aproximadamente igual, la Tierra ha conservado 1 de cada 6 de los átomos originales del oxígeno (altamente reactivo), pero sólo uno de cada 800.000 del inerte nitrógeno. Al hablar de los gases de la atmósfera incluimos el vapor de agua, con lo cual abordamos, inevitablemente, una interesante cuestión: la del origen de los océanos. Durante las primeras fases de la historia terrestre, el agua debió de estar presente en forma de vapor, aun cuando su caldeamiento fue sólo moderado. Según algunos geólogos, por aquel entonces el agua se concentró en la atmósfera como una densa nube de vapor, y al enfriarse la Tierra se precipitó de forma torrencial, para formar el océano. En cambio, otros geólogos opinan que la formación de nuestros océanos se debió mayormente al rezumamiento de agua desde el interior de la Tierra. Los volcanes demuestran que todavía hay gran cantidad de agua bajo la corteza terrestre, pues el gas que expulsan es, en su mayor parte, vapor de agua. Si esto fuera cierto, el caudal de los océanos seguiría aumentando aún, si bien lentamente.

Pero aquí cabe preguntarse si la atmósfera terrestre ha sido, desde su formación, tal como lo es hoy. Nos parece muy improbable. En primer lugar, porque el oxígeno molecular —cuya participación en el volumen de la atmósfera equivale a una quinta parte— es una sustancia tan activa, que su presencia en forma libre resulta extremadamente inverosímil, a menos que existiera una producción ininterrumpida del mismo. Por añadidura, ningún otro planeta tiene una atmósfera comparable con la nuestra, lo cual nos induce a pensar que su estado actual fue el resultado de unos acontecimientos únicos, como, por ejemplo, la presencia de vida en nuestro planeta, pero no en los otros. Harold Urey ha presentado elaborados argumentos para respaldar el supuesto de que la atmósfera primigenia estaba compuesta por amoníaco y metano. Los elementos predominantes en el Universo serían el hidrógeno, helio, carbono, nitrógeno y oxígeno, si bien el hidrógeno superaría ampliamente a todos. Ante esta preponderancia del hidrógeno, es posible que el carbono se combinara con él para formar metano (CH_4); seguidamente, el nitrógeno e hidrógeno formarían amoníaco (NH_3), y el oxígeno e hidrógeno, agua (H_2O). Desde luego, el helio y el hidrógeno

sobrantes escaparían; el agua formaría los océanos; el metano y el amoníaco constituirían la mayor parte de la atmósfera, pues al ser gases comparativamente pesados, quedarían sometidos a la gravitación terrestre.

Aunque los planetas poseyeran, en general, la gravitación suficiente para formar una atmósfera semejante, no todos podrían retenerla, ya que la radiación ultravioleta emitida por el Sol introduciría ciertos cambios, cambios que serían ínfimos para los planetas externos, que, por una parte, reciben una radiación comparativamente escasa del lejano Sol, y, por otra, poseen vastas atmósferas, capaces de absorber una radiación muy considerable sin experimentar cambios perceptibles. Quiere ello decir que los planetas exteriores seguirán conservando su compleja atmósfera de hidrógeno-helio-amoníaco-metano.

Pero no ocurre lo mismo en los mundos interiores, como Marte, la Tierra, la Luna, Venus y Mercurio. Entre éstos, la Luna y Mercurio son demasiado pequeños, o demasiado cálidos, o ambas cosas, para retener una atmósfera perceptible. Por otro lado, tenemos a Marte, la Tierra y Venus, todos ellos con tenues atmósferas, integradas, principalmente, por amoníaco, metano y agua. ¿Qué habrá ocurrido aquí?

La radiación ultravioleta atacaría la atmósfera superior de la Tierra primigenia, desintegrando las moléculas de agua en sus dos componentes: hidrógeno y oxígeno («fotodisociación»). El hidrógeno escaparía, y quedaría el oxígeno. Ahora bien, como sus moléculas son reactivas, reaccionaría frente a casi todas las moléculas vecinas. Así pues, se produciría una acción recíproca con el metano (CH_4), para formar el anhídrido carbónico (CO_2) y el agua (H_2O); asimismo, se originaría otra acción recíproca con el amoníaco (NH_3), para producir nitrógeno libre (N_2) y agua.

Lenta, pero firmemente, la atmósfera pasaría del metano y el amoníaco al nitrógeno y el anhídrido carbónico. Más tarde el nitrógeno tendería a reaccionar poco a poco con los minerales de la corteza terrestre, para formar nitratos, cediendo al anhídrido carbónico la mayor parte de la atmósfera.

Pero ahora podemos preguntarnos: ¿Proseguirá la fotodisociación del agua? ¿Continuará el escape de hidrógeno al espacio y la concentración de oxígeno en la atmósfera? Y si el oxígeno se concentra sin encontrar ningún reactivo (pues no puede haber una reacción adicional con el anhídrido carbónico), ¿no se agregará cierta proporción de oxígeno molecular al anhídrido carbónico existente? La respuesta es: ¡No!

Cuando el anhídrido carbónico llega a ser el principal componente de la atmósfera, la radiación ultravioleta no puede provocar más cambios mediante la disociación de la molécula de agua. Tan pronto como empieza a concentrarse el oxígeno libre, se forma una sutil capa de ozono en la atmósfera superior, capa que absorbe los rayos ultravioleta y, al interceptarles el paso hacia la atmósfera inferior, impide toda fotodisociación adicional. Una atmósfera constituida por anhídrido carbónico tiene estabilidad.

Pero el anhídrido carbónico produce el efecto de invernadero. Si la atmósfera de anhídrido carbónico es tenue y dista mucho del Sol, dicho efecto será inapreciable. Éste es el caso de Marte, por ejemplo.

Supongamos, empero, que la atmósfera de un planeta tiene más semejanza con la terrestre y dicho planeta se halla a la misma distancia del Sol o más cerca. Entonces el efecto de invernadero sería enorme: la temperatura se elevaría y vaporizaría los océanos con intensidad creciente. El vapor de agua se sumaría al efecto de invernadero, acelerando el cambio y librando cantidades cada vez mayores de anhídrido carbónico, a causa de los efectos térmicos sobre la corteza. Por último, el planeta se caldearía enormemente, toda su agua pasaría a la atmósfera en forma de vapor, su superficie quedaría oculta bajo nubes eternas y circuida por una densa atmósfera de anhídrido carbónico.

Éste fue precisamente el caso de Venus, que tuvo que soportar un *galopante efecto*

invernadero. El poco calor adicional que recibió a través de encontrarse más cerca del Sol que la Tierra, sirvió como detonante y para empezar el proceso.

Las cosas no se desarrollaron en la Tierra de la misma forma que en Marte o en venus. El nitrógeno de su atmósfera no caló en la corteza para depositar una capa fina y fría de anhídrido carbónico. Tampoco actuó el efecto de invernadero, para convertirla en un asfixiante mundo desértico, aquí sucedió algo inopinado, y ese algo fue la aparición de la vida, cuyo desarrollo se hizo ostensible incluso cuando la atmósfera estaba aún en su fase de amoníaco-metano.

Las reacciones desencadenadas por la vida en los océanos de la Tierra desintegraron los compuestos nitrogenados, los hicieron liberar el nitrógeno molecular y mantuvieron grandes cantidades de este gas en la atmósfera. Por añadidura, las células adquirieron una facultad especial para disociar el oxígeno e hidrógeno en las moléculas de agua, aprovechando la energía de esa luz *visible* que el ozono no puede interceptar. El hidrógeno se combinó con el anhídrido carbónico para formar las complicadas moléculas que constituyen una célula, mientras que el oxígeno liberado se diluyó en la atmósfera. Así, pues, gracias a la vida, la atmósfera terrestre pudo pasar del nitrógeno y anhídrido carbónico, al nitrógeno y oxígeno. El efecto de invernadero se redujo a una cantidad ínfima, y la Tierra conservó la frialdad suficiente para retener sus inapreciables posesiones: un océano de agua líquida y una atmósfera dotada con un gran porcentaje de oxígeno libre.

En realidad, nuestra atmósfera oxigenada afecta sólo a un 10 % aproximadamente de la existencia terrestre, y es posible incluso que, unos 600 millones de años atrás, esa atmósfera tuviera únicamente una décima parte del oxígeno que posee hoy.

Pero hoy lo tenemos, y debemos mostrarnos agradecidos por esa vida que hizo posible la liberación del oxígeno atmosférico, y por ese oxígeno que, a su vez, hizo posible la vida.

Capítulo 6

LOS ELEMENTOS

LA TABLA PERIÓDICA

Hasta ahora me he dedicado a los cuerpos del Universo de cierta entidad: las estrellas y galaxias, el Sistema Solar y la Tierra y su atmósfera. Ahora permítaseme considerar la naturaleza de las sustancias que componen todo esto.

Primeras teorías

Los primeros filósofos griegos, cuyo método de planteamiento de la mayor parte de los problemas era teórico y especulativo, llegaron a la conclusión de que la Tierra estaba formada por unos cuantos «elementos» o sustancias básicas. Empédocles de Agrigento, alrededor del 430 a. del J.C., estableció que tales elementos eran cuatro: tierra, aire, agua y fuego. Un siglo más tarde, Aristóteles supuso que el cielo constituía un quinto elemento: el «éter». Los sucesores de los griegos en el estudio de la materia, los alquimistas medievales, aunque sumergidos en la magia y la charlatanería, llegaron a conclusiones más razonables y verosímiles que las de aquéllos, ya que por lo menos manejaron los materiales sobre los que especulaban.

Tratando de explicar las diversas propiedades de las sustancias, los alquimistas atribuyeron dichas propiedades a determinados elementos, que añadieron a la lista. Identificaron el mercurio como el elemento que confería propiedades metálicas a las sustancias, y el azufre, como el que impartía la propiedad de la combustibilidad. Uno de los últimos y mejores alquimistas, el físico suizo del siglo XVI Theophrastus Bombasí von Hohenheim —más conocido por Paracelso—, añadió la sal como el elemento que confería a los cuerpos su resistencia al calor.

Según aquellos alquimistas, una sustancia puede transformarse en otra simplemente

añadiendo y sustrayendo elementos en las proporciones adecuadas. Un metal como el plomo, por ejemplo, podía transformarse en oro añadiéndole una cantidad exacta de mercurio. Durante siglos prosiguió la búsqueda de la técnica adecuada para convertir en oro un «metal base». En este proceso, los alquimistas descubrieron sustancias mucho más importantes que el oro, tales como los ácidos minerales y el fósforo.

Los ácidos minerales —nítrico, clorhídrico y, especialmente, sulfúrico— introdujeron una verdadera revolución en los experimentos de la alquimia. Estas sustancias eran ácidos mucho más fuertes que el más fuerte conocido hasta entonces (el ácido acético, o sea, el del vinagre), y con ellos podían descomponerse las sustancias, sin necesidad de emplear altas temperaturas ni recurrir a largos períodos de espera. Aún en la actualidad, los ácidos minerales, especialmente el sulfúrico, son muy importantes en la industria. Se dice incluso que el grado de industrialización de un país puede ser juzgado por su consumo anual de ácido sulfúrico.

De todas formas, pocos alquimistas se dejaron tentar por estos importantes éxitos secundarios, para desviarse de lo que ellos consideraban su búsqueda principal. Sin embargo, miembros poco escrupulosos de la profesión llegaron abiertamente a la estafa, simulando, mediante juegos de prestidigitación, producir oro, al objeto de conseguir lo que hoy llamaríamos «becas para la investigación» por parte de ricos mecenas. Este arte consiguió así tan mala reputación, que hasta la palabra «alquimista» tuvo que ser abandonada. En el siglo XVII, «alquimista» se había convertido en «químico», y «alquimia» había pasado a ser la ciencia llamada «Química».

En el brillante nacimiento de esta ciencia, uno de los primeros genios fue Robert Boyle, quien formuló la ley de los gases que hoy lleva su nombre (véase capítulo 5). En su obra *El químico escéptico (The Sceptical Chymist),* publicada en 1661, Boyle fue el primero en establecer el criterio moderno por el que se define un elemento: una sustancia básica que puede combinarse con otros elementos para formar «compuestos» y que, por el contrario, no puede descomponerse en una sustancia más simple, una vez aislada de un compuesto.

Sin embargo, Boyle conservaba aún cierta perspectiva medieval acerca de la naturaleza de los elementos. Por ejemplo, creía que el oro no era un elemento y que podía formarse de algún modo a partir de otros metales. Las mismas ideas compartía su contemporáneo Isaac Newton, quien dedicó gran parte de su vida a la alquimia. (En realidad, el emperador Francisco José de Austria-Hungría financió experimentos para la fabricación de oro hasta fecha tan reciente como 1867.)

Un siglo después de Boyle, los trabajos prácticos realizados por los químicos empezaron a poner de manifiesto qué sustancias podrían descomponerse en otras más simples y cuáles no podían ser descompuestas. Henry Cavendish demostró que el hidrógeno se combinaba con el oxígeno para formar agua, de modo que ésta no podía ser un elemento. Más tarde, Lavoisier descompuso el aire —que se suponía entonces un elemento— en oxígeno y nitrógeno. Se hizo evidente que ninguno de los «elementos» de los griegos eran tales según el criterio de Boyle.

En cuanto a los elementos de los alquimistas, el mercurio y el azufre resultaron serlo en el sentido de Boyle. Y también lo eran el hierro, el estaño, el plomo, el cobre, la plata, el oro y otros no metálicos, como el fósforo, el carbono y el arsénico. El «elemento» de Paracelso (la sal) fue descompuesto en dos sustancias más simples.

Desde luego, el que un elemento fuera definido como tal dependía del desarrollo alcanzado por la Química en la época. Mientras una sustancia no pudiera descomponerse con ayuda de las técnicas químicas disponibles, debía seguir siendo considerada como un elemento. Por ejemplo, la lista de 33 elementos formulada por Lavoisier incluía, entre otros, los óxidos de cal y magnesio. Pero catorce años después de la muerte de Lavoisier en la guillotina, durante la Revolución francesa, el químico inglés Humphry Davy, empleando una corriente eléctrica para escindir las sustancias, descompuso la cal en oxígeno y en un nuevo elemento, que denominó «calcio»; luego escindió el óxido de magnesio en oxígeno y otro nuevo elemento, al que dio el nombre

de «magnesio».

Por otra parte, Davy demostró que el gas verde obtenido por el químico sueco Cari Wilhelm Scheele a partir del ácido clorhídrico no era un compuesto de ácido clorhídrico y oxígeno, como se había supuesto, sino un verdadero elemento, al que denominó «cloro» (del griego *cloros,* verde amarillento).

Teoría atómica

A principios del siglo XIX, el químico inglés John Dalton contempló los elementos desde un punto de vista totalmente nuevo. Por extraño que parezca, esta perspectiva se remonta, en cierto modo, a la época de los griegos, quienes, después de todo, contribuyeron con lo que tal vez sea el concepto simple más importante para la comprensión de la materia.

Los griegos se planteaban la cuestión de si la materia era continua o discontinua, es decir, si podía ser dividida y subdividida indefinidamente en un polvo cada vez más fino, o si, al término de este proceso se llegaría a un punto en el que las partículas fuesen indivisibles. Leucipo de Mileto y su discípulo Demócrito de Abdera insistían —en el año 450 a. de J.C.— en que la segunda hipótesis era la verdadera. Demócrito dio a estas partículas un nombre: las llamó «átomos» (o sea, «no divisibles»). Llegó incluso a sugerir que algunas sustancias estaban compuestas por diversos átomos o combinaciones de átomos, y que una sustancia podría convertirse en otra al ordenar dichos átomos de forma distinta. Si tenemos en cuenta que esto es sólo una sutil hipótesis, no podemos por menos que sorprendernos ante la exactitud de su intuición. Pese a que la idea pueda parecer hoy evidente, estaba muy lejos de serlo en la época en que Platón y Aristóteles la rechazaron.

Sin embargo, sobrevivió en las enseñanzas de Epicuro de Samos —quien escribió sus obras hacia el año 300 a. de J.C.— y en la escuela filosófica creada por él: el epicureismo. Un importante epicúreo fue el filósofo romano Lucrecio, quien, sobre el año 60 a. de J.C., plasmó sus ideas acerca del átomo en un largo poema titulado *Sobre la naturaleza de las cosas.* Este poema sobrevivió a través de la Edad Media y fue uno de los primeros trabajos que se imprimieron cuando lo hizo posible el arte de Gutenberg.

La noción de los átomos nunca fue descartada por completo de las escuelas occidentales. Entre los atomistas más destacados en los inicios de la Ciencia moderna figuran el filósofo italiano Giordano Bruno y el filósofo francés Pierre Gassendi. Muchos puntos de vista científicos de Bruno no eran ortodoxos, tales como la creencia en un Universo infinito sembrado de estrellas, que serían soles lejanos, alrededor de los cuales evolucionarían planetas, y expresó temerariamente sus teorías. Fue quemado, por hereje, en 1600, lo cual hizo de él un mártir de la Ciencia en la época de la revolución científica. Los rusos han dado su nombre a un cráter de la cara oculta de la Luna.

Las teorías de Gassendi impresionaron a Boyle, cuyos experimentos, reveladores de que los gases podían ser fácilmente comprimidos y expandidos, parecían demostrar que estos gases debían de estar compuestos por partículas muy espaciadas entre sí. Por otra parte, tanto Boyle como Newton figuraron entre los atomistas más convencidos del siglo XVII.

En 1799, el químico francés Joseph Louis Proust mostró que el carbonato de cobre contenía unas proporciones definidas de peso de cobre, carbono y oxígeno y que podía prepararse. Las proporciones seguían el índice de unos pequeños números enteros: 5 a 4 y a 1. Demostró que existía una situación similar para cierto número de otros compuestos.

Esta situación podía explicarse dando por supuesto que los compuestos estaban formados por la unión de pequeños números de fragmentos de cada elemento y que sólo podían combinarse como objetos intactos. El químico inglés John Dalton señaló todo esto en 1803, y, en 1808, publicó un libro en el que se reunía la nueva

información química conseguida durante el siglo y medio anterior, y que sólo tenía sentido si se suponía que la materia estaba compuesta de átomos indivisibles. (Dalton mantuvo la antigua voz griega como tributo a los pensadores de la Antigüedad.) No pasó mucho tiempo antes de que esta *teoría atómica* persuadiera a la mayoría de los químicos. Según Dalton, cada elemento posee una clase particular de átomo, y cualquier cantidad de elemento está compuesta de átomos idénticos de esa clase. Lo que distingue a un elemento de otro es la naturaleza de sus átomos. Y la diferencia física básica entre los átomos radica en su peso. Así, los átomos de azufre son más pesados que los de oxígeno, que, a su vez, son más pesados que los átomos de nitrógeno; éstos, a su vez también, son más pesados que los de carbono, y los mismos, más pesados que los de hidrógeno.

El químico italiano Amadeo Avogadro aplicó a los gases la teoría atómica y demostró que volúmenes iguales de un gas, fuese cual fuese su naturaleza, estaban formados por el mismo número de partículas. Es la llamada «hipótesis de Avogadro». Al principio se creyó que estas partículas eran átomos; pero luego se demostró que estaban compuestas, en la mayor parte de los casos, por pequeños grupos de átomos, llamados «moléculas». Si una molécula contiene átomos de distintas clases (como la molécula de agua, que tiene un átomo de oxígeno y dos de hidrógeno), es una molécula de un «compuesto químico». Naturalmente, era importante medir los pesos relativos de los distintos átomos, para hallar los «pesos atómicos» de los elementos. Pero los pequeños átomos se hallaban muy lejos de las posibilidades ponderables del siglo XIX. Mas, pesando la cantidad de cada elemento separado de un compuesto y haciendo deducciones a partir del comportamiento químico de los elementos, se pudieron establecer los pesos relativos de los átomos. El primero en realizar este trabajo de forma sistemática fue el químico sueco Jóns Jacob Berzelius. En 1828 publicó una lista de pesos atómicos basados en dos patrones de referencia: uno, el obtenido al dar el peso atómico del oxígeno el valor 100, y el otro, cuando el peso atómico del hidrógeno se hacía igual a 1.

El sistema de Berzelius no alcanzó inmediata aceptación; pero en 1860, en el I Congreso Internacional de Química, celebrado en Karlsruhe (Alemania), el químico italiano Stanislao Cannizzaro presentó nuevos métodos para determinar los pesos atómicos, con ayuda de la hipótesis de Avogadro, menospreciada hasta entonces. Describió sus teorías de forma tan convincente, que el mundo de la Química quedó conquistado inmediatamente. Se adoptó como unidad de medida el peso del oxígeno en vez del del hidrógeno, puesto que el oxígeno podía ser combinado más fácilmente con los diversos elementos —y tal combinación era el punto clave del método usual para determinar los pesos atómicos—. El peso atómico del oxígeno fue medido convencionalmente, en 1850, por el químico belga Jean Serváis Stas, quien lo fijó en 16, de modo que el peso atómico del hidrógeno, el elemento más ligero conocido hasta ahora, sería, aproximadamente, de 1; para ser más exactos: 1,0080.

Desde la época de Cannizzaro, los químicos han intentado determinar los pesos atómicos cada vez con mayor exactitud. Por lo que se refiere a los métodos puramente químicos, se llegó al punto culminante con los trabajos del químico norteamericano Theodore William Richards, quien, desde 1904, se dedicó a determinar los pesos atómicos con una exactitud jamás alcanzada. Por ello se le concedió el premio Nobel de Química en 1914. En virtud de los últimos descubrimientos sobre la constitución física de los átomos, las cifras de Richards han sido corregidas desde entonces y se les han dado valores aún más exactos. A lo largo del siglo XIX y pese a realizar múltiples investigaciones que implicaban la aceptación de las nociones de átomos y moléculas y a que, por lo general, los científicos estaban convencidos de su existencia, no se pudo aportar ninguna prueba directa de que fuesen algo más que simples abstracciones convenientes. Algunos destacados científicos, como el químico alemán Wilhelm Ostwald, se negaron a aceptarlos. Para él eran conceptos útiles, pero no «reales».

La existencia real de las moléculas la puso de manifiesto el «movimiento browniano», que observó por vez primera, en 1827, el botánico escocés Robert Brown, quien comprobó que los granos de polen suspendidos en el agua aparecían animados de movimientos erráticos. Al principio se creyó que ello se debía a que los granos de polen tenían vida; pero, de forma similar, se observó que también mostraban movimiento

pequeñas partículas de sustancias colorantes totalmente inanimadas.

En 1863 se sugirió por vez primera que tal movimiento sería debido a un bombardeo desigual de las partículas por las moléculas de agua circundantes. En los objetos macroscópicos no tendría importancia una pequeña desigualdad en el número de moléculas que incidieran de un lado u otro. Pero en los objetos microscópicos, bombardeados quizá por sólo unos pocos centenares de moléculas por segundo, un pequeño exceso —por uno u otro lado— podría determinar una agitación perceptible. El movimiento al azar de las pequeñas partículas constituye una prueba casi visible de que el agua, y la materia en general, tiene «partículas».

Einstein elaboró un análisis teórico del movimiento browniano y demostró cómo se podía averiguar el tamaño de las moléculas de agua considerando la magnitud de los pequeños movimientos en zigzag de las partículas de colorantes. En 1908, el científico francés Jean Perrin estudió la forma en que las partículas se posaban, como sedimento, en el agua, debido a la influencia de la gravedad. A esta sedimentación se oponían las colisiones determinadas por las moléculas procedentes de niveles inferiores, de modo que el movimiento browniano se oponía a la fuerza gravitatoria. Perrin utilizó este descubrimiento para calcular el tamaño de las moléculas de agua mediante la ecuación formulada por Einstein, e incluso Oswald tuvo que ceder en su postura. Estas investigaciones le valieron a Perrin, en 1926, el premio Nobel de Física.

Así, pues, los átomos se convirtieron, de abstracciones semimísticas, en objetos casi tangibles. En realidad, hoy podemos decir que, al fin, el hombre ha logrado «ver» el átomo. Ello se consigue con el llamado «microscopio de campo iónico», inventado, en 1955, por Erwin W. Mueller, de la Universidad de Pensilvania. El aparato arranca iones de carga positiva a partir de la punta de una aguja finísima, iones que inciden contra una pantalla fluorescente, la cual da una imagen, ampliada 5 millones de veces, de la punta de la aguja. Esta imagen permite que se vea como un pequeño puntito brillante cada uno de los átomos que componen la punta. La técnica alcanzaría su máxima perfección cuando pudieran obtenerse imágenes de cada uno de los átomos por separado. En 1970, el físico americano Albert Víctor Crewe informó que había detectado átomos sueltos de uranio y torio con ayuda del microscopio electrónico.

La tabla periódica de Mendeléiev

A medida que, durante el siglo XIX, fue aumentando la lista de los elementos, los químicos empezaron a verse envueltos en una intrincada maleza. Cada elemento tenía propiedades distintas, y no daban con ninguna fórmula que permitiera ordenar aquella serie de elementos. Puesto que la Ciencia tiene como finalidad el tratar de hallar un orden en un aparente desorden, los científicos buscaron la posible existencia de caracteres semejantes en las propiedades de los elementos.

En 1862, después de haber establecido Cannizzaro el peso atómico como una de las más importantes herramientas de trabajo de la Química, un geólogo francés (Alexandre-Émile Beguyer de Chancourtois) comprobó que los elementos se podían disponer en forma de tabla por orden creciente, según su peso atómico, de forma que los de propiedades similares se hallaran en la misma columna vertical. Dos años más tarde, un químico británico (John Alexander Reina Newlands) llegó a disponerlos del mismo modo, independientemente de Beguyer. Pero ambos científicos fueron ignorados o ridiculizados. Ninguno de los dos logró ver impresas sus hipótesis. Muchos años más tarde, una vez reconocida universalmente la importancia de la tabla periódica, sus investigaciones fueron publicadas al fin. A Newlands se le concedió incluso una medalla.

1 Hidrógeno (H) 1.008																	2 Helio (He) 4.003
3 Litio (Li) 6.939	4 Berilio (Be) 9.012											5 Boro (B) 10.811	6 Carbono (C) 12.011	7 Nitrógeno (N) 14.007	8 Oxígeno (O) 15.999	9 Flúor (F) 18.998	10 Neón (Ne) 20.183
11 Sodio (Na) 22.990	12 Magnesio (Mg) 24.312											13 Aluminio (Al) 26.982	14 Sílice (Si) 28.086	15 Fósforo (P) 30.974	16 Azufre (S) 32.064	17 Cloro (Cl) 35.453	18 Argón (A) 39948
19 Potasio (K) 39.102	20 Calcio (Ca) 40.08	21 Escandio (Sc) 44.956	22 Titanio (Ti) 47.90	23 Vanadio (V) 50.942	24 Cromo (Cr) 51.996	25 Manganeso (Mn) 54.938	26 Hierro (Fe) 55.847	27 Cobalto (Co) 58.990	28 Níquel (Ni) 58.71	29 Cobre (Cu) 63.54	30 Cinc (Sc) 65.37	31 Galio (Ga) 69.72	32 Germanio (Ge) 72.59	33 Arsénico (As) 74.922	34 Selenio (Se) 78.96	35 Bromo (Br) 79.909	36 Criptón (Kr) 83.80
37 Rubidio (Rb) 85.47	38 Estroncio (Sr) 87.62	39 Yltrio (Y) 88.905	40 Circonio (Zr) 91.22	41 Niobio (Nb) 92.906	42 Molibdeno (Mo) 95.94	43* Tecnecio (Tc) 98.91	44 Rutenio (Ru) 101.07	45 Rodio (Rh) 102.905	46 Paladio (Pd) 106.4	47 Plata (Ag) 107.870	48 Cadmio (Y) 112.40	49 Indio (In) 114.82	50 Estaño (Sn) 118.69	51 Antimonio (Sb) 121.75	52 Telurio (Te) 127.60	53 Yodo (I) 126.904	54 Xenón (Xe) 131.30
55 Cesio (Cs) 132.905	56 Bario (Ba) 137.34	57 Lantano (La) 138.91	58 Cerio (Ce) 140.12	59 Prasiodimio (Pr) 140.907	60 Neodimio (Nd) 144.24	61* Promecio (Pm) 145	62 Samario (Sm) 150.35	63 Europio (Eu) 151.96	64 Gadolinio (Gd) 157.25	65 Terbio (Tb) 158.924	66 Disprosio (La) 162.50	67 Holmio (Ho) 164.930	68 Erbio (Er) 167.26	69 Tulio (Tm) 168.934	70 Iterbo (Yb) 173.04	71 Lutecio (Lu) 174.97	
			72 Hafnio (Hf) 178.49	73 Tántalo (Ta) 180.948	74 Tungsteno (W) 183.85	75 Renio (Re) 186.2	76 Osmio (Os) 190.2	77 Iridio (Ir) 192.2	78 Platino (Pt) 195.09	79 Oro (Au) 196.967	80 Mercurio 200.59	81 Talio (Tl) 204.37	82 Plomo (Pb) 207.19	83 Bismuto (Bi) 208.98	84* Polonio (Po) 210	85* Astato (At) 210	86* Radón (Rn) 222
87* Francio (Fr) 223	88* Radio (Ra) 226.05	89* Actinio (Ac) 227	90* Torio (Th) 232.038	91* Protactinio (Pa) 231	92* Uranio (U) 238.03	93* Neptunio (Np) 237	94* Plutonio (Pu) 242	95* Americio (Am) 243	96* Curio (Cm) 244	97* Berkelio (Bk) 245	98* Californio (Ac) 246	99* Einstenio (Es) 253	100* Fermio* (Fm) 255	101* Mendelevio (Md) 256	102* Nobelio (No) 255	103* Laurencio (Lw) 257	
			104* Rutherfordio (Rf) 259	105* Hahnio (Ha) 260													

FIG. 6.1. *Tabla periódica de los elementos. Las zonas sombreadas de la tabla representan las dos series de tierras raras: los lantánidos, y los actínidos, denominados según sus primeros miembros respectivos. El número en la parte inferior derecha de cada casilla indica el peso atómico del elemento. Un asterisco señala los elementos radiactivos. El número atómico de cada elemento aparece en la parte superior de su casilla.*

El químico ruso Dmitri Ivánovich Mendeléiev fue reconocido, finalmente, como el investigador que puso orden en la selva de los elementos. En 1869, él y el químico alemán Julius Lothar Meyer propusieron tablas de los elementos que, esencialmente, se regían por las ideas de Chancourtois y Newlands. Pero Mendeléiev fue reconocido por la Ciencia, porque tuvo el valor y la confianza de llevar sus ideas más allá que los otros.

En primer lugar, la tabla periódica «de Mendeléiev» —llamada «periódica» porque demostraba la repetición periódica de propiedades químicas similares— era más complicada que la de Newlands y más parecida a la que hoy estimamos como correcta (fig. 6.1). En segundo lugar, cuando las propiedades de un elemento eran causa de que no conservara el orden establecido en función de su peso atómico, cambiaba resueltamente el orden, basándose en que las propiedades eran más importantes que el peso atómico. Se demostró que ello era correcto. Por ejemplo, el telurio, con un peso atómico de 127,60, debería estar situado, en función de los pesos, después del yodo, cuyo peso atómico es de 126,90; pero en la tabla dispuesta en columnas, cuando se coloca el telurio delante del yodo, se halla bajo el selenio, que se asemeja mucho a él, y, del mismo modo, el yodo aparece debajo de su afín, el bromo.

Finalmente —y esto es lo más importante—, cuando Mendeléiev no conseguía que los elementos encajaran bien en el sistema, no vacilaba en dejar espacios vacíos en la tabla y anunciar —con lo que parecía un gran descaro— que faltaban por descubrir elementos, los cuales rellenarían los vacíos. Pero fue aún más lejos. Describió el elemento que correspondía a cada uno de tres vacíos, utilizando como guía las propiedades de los elementos situados por encima y por debajo del vacío en la tabla. Aquí, Mendeléiev mostróse genialmente intuitivo. Los tres elementos predichos fueron encontrados, ya en vida de Mendeléiev, por lo cual pudo asistir al triunfo de su sistema. En 1875, el químico francés Lecoq de Boisbaudran descubrió el primero de dichos elementos, al que denominó «galio» (del latín *gallium,* Francia). En 1879, el químico sueco Lars Fredrik Nilson encontró el segundo, y lo llamó «escandio» (por Escandinavia). Y en 1886, el químico alemán Clemens Alexander Winkler aisló el

tercero y lo denominó «germanio» (naturalmente, por Germania). Los tres elementos mostraban casi las mismas propiedades que predijera Mendeléiev.

Números atómicos

Con el descubrimiento de los rayos X[2] se abrió una nueva Era en la historia de la tabla periódica. En 1911, el físico británico Charles Glover Barkla descubrió que cuando los rayos X se dispersaban al atravesar un metal, dichos rayos, refractados, tenían un sensible poder de penetración, que dependía de la naturaleza del metal. En otras palabras, que cada elemento producía sus «rayos X característicos». Por este descubrimiento, Barkla fue galardonado con el premio Nobel de Física en 1917.

Existían algunas dudas sobre si los rayos X eran corrientes de pequeñas partículas o consistían en radiaciones de carácter ondulatorio similares, en este sentido, a la luz. Una manera de averiguarlo era el comprobar si los rayos X podían ser difractados (es decir, forzados a cambiar de dirección) mediante un dispositivo difractante, constituido por una serie de finas líneas paralelas. Sin embargo, para una difracción adecuada, la distancia entre las líneas debe ser igual al tamaño de las ondas de la radiación. El conjunto de líneas más tupido que podía prepararse era suficiente para la luz ordinaria; pero el poder de penetración de los rayos X permitía suponer como probable —admitiendo que dichos rayos fuesen de naturaleza ondulatoria— que las ondas eran mucho más pequeñas que las de la luz. Por tanto, ningún dispositivo de difracción usual bastaba para difractar los rayos X.

Sin embargo, el físico alemán Max Theodore Félix von Laue observó que los cristales constituían una retícula de difracción natural mucho más fina que cualquiera de los fabricados por el hombre. Un cristal es un cuerpo sólido de forma claramente geométrica, cuyas caras planas se cortan en ángulos determinados, de simetría característica. Esta visible regularidad es el resultado de una ordenada disposición de los átomos que forman su estructura. Había razones para creer que el espacio entre una capa de átomos y la siguiente tenía, aproximadamente, las dimensiones de una longitud de onda de los rayos X. De ser así, los cristales difractarían los rayos X.

En sus experimentos, Laue comprobó que los rayos X que pasaban a través de un cristal eran realmente difractados y formaban una imagen sobre una placa fotográfica, que ponía de manifiesto su carácter ondulatorio. En el mismo año, el físico inglés William Lawrence Bragg y su padre, William Henry Bragg, desarrollaron un método exacto para calcular la longitud de onda de un determinado tipo de rayos X, a partir de su imagen de difracción. A la inversa, se emplearon imágenes de difracción de rayos X para determinar la orientación exacta de las capas de átomos que causaban su difracción. De este modo, los rayos X abrieron la puerta a una nueva comprensión de la estructura atómica de los cristales. Por su trabajo sobre los rayos X, Laue recibió el premio Nobel de Física en 1914, mientras que los Bragg lo compartieron en 1915.

En 1914, el joven físico inglés Henry Gwyn-Jeffreys Moseley determinó las longitudes de onda de los característicos rayos X producidos por diversos metales, e hizo el importante descubrimiento de que la longitud de onda disminuía de forma regular al avanzar en la tabla periódica.

Ello permitió situar de manera definitiva los elementos en la tabla. Si dos elementos, supuestamente adyacentes en la tabla, emitían rayos X cuyas longitudes de onda diferían en una magnitud doble de la esperada, debía de existir un vacío entre ellos, perteneciente a un elemento desconocido. Si diferían en una magnitud tres veces superior a la esperada, debían de existir entre ellos dos elementos desconocidos. Si, por otra parte, las longitudes de onda de los rayos X característicos de los dos elementos diferían sólo en el valor esperado, podía tenerse la seguridad de que no existía ningún elemento por descubrir entre los otros dos.

---

[2] En honor a su descubridor —que, por humildad, dio a estos rayos el nombre de «X»—, cada día se tiende más a denominarse rayos Roentgen (por William Konrad Roentgen, físico alemán). *(N. delT.)*

Por tanto, se podía dar números definitivos a los elementos. Hasta entonces había cabido siempre la posibilidad de que un nuevo descubrimiento rompiera la secuencia y trastornara cualquier sistema de numeración adoptado. Ahora ya no podían existir vacíos inesperados.

Los químicos procedieron a numerar los elementos desde el 1 (hidrógeno) hasta el 92 (uranio). Estos «números atómicos» resultaron significativos en relación con la estructura interna de los átomos (véase capítulo 7), y de una importancia más fundamental que el peso atómico. Por ejemplo, los datos proporcionados por los rayos X demostraron que Mendeléiev había tenido razón al colocar el telurio (de número atómico 52) antes del yodo (53), pese a ser mayor el peso atómico del telurio.

El nuevo sistema de Moseley demostró su valor casi inmediatamente. El químico francés Georges Urbain, tras descubrir el «lutecio» (por el nombre latino de París, *Lutecia),* anunció que acababa de descubrir otro elemento, al que llamó «celtio». De acuerdo con el sistema de Moseley, el lutecio era el elemento 71, y el celtio debía ser el 72. Pero cuando Moseley analizó los rayos X característicos del celtio, resultó que se trataba del mismo lutecio. El elemento 72 no fue descubierto realmente hasta 1923, cuando el físico danés Dirk Coster y el químico húngaro Georg von Hevesy lo detectaron en un laboratorio de Copenhague. Lo denominaron «hafnio», por el nombre latinizado de Copenhague.

Pero Moseley no pudo comprobar la exactitud de su método, pues había muerto en Gallípoli, en 1915, a los veintiocho años de edad. Fue uno de los cerebros más valiosos perdidos en la Primera Guerra Mundial. Ello le privó también, sin duda, del premio Nobel. El físico sueco Karl Manne George Siegbahn amplió el trabajo de Moseley, al descubrir nuevas series de rayos X y determinar con exactitud el espectro de rayos X de los distintos elementos. En 1924 fue recompensado con el premio Nobel de Física.

En 1925, Walter Noddack, Ida Tacke y Otto Berg, de Alemania, llenaron otro vacío en la tabla periódica. Después de treinta años de investigar los minerales que contenían elementos relacionados con el que estaban buscando, descubrieron el elemento 75, al que dieron el nombre de «renio», en honor al río Rin. De este modo se reducían a cuatro los espacios vacíos: correspondían a los elementos 43, 61, 85 y 87.

Fueron necesarias dos décadas para encontrarlos. A pesar de que los químicos de entonces no se percataron de ello, habían hallado el último de los elementos estables. Los que faltaban eran especies inestables tan raras hoy en la Tierra, que todas menos una tuvieron que ser creadas en el laboratorio para identificarlas. Y este descubrimiento va asociado a una historia.

ELEMENTOS RADIACTIVOS

Identificación de los elementos

Tras el descubrimiento de los rayos X, muchos científicos se sintieron impulsados a investigar estas nuevas radiaciones, tan espectacularmente penetrantes. Uno de ellos fue el físico francés Antoine-Henry Becquerel. El padre de Henry, Alexandre Edmond (el físico que fotografío por vez primera el espectro solar), se había mostrado especialmente interesado en la «fluorescencia», o sea, la radiación visible emitida por sustancias después de ser expuestas a los rayos ultravioletas de la luz solar.

Becquerel padre había estudiado, en particular, una sustancia fluorescente llamada sulfato de uranilo potásico (compuesto formado por moléculas, cada una de las cuales contiene un átomo de uranio). Henry se preguntó si las radiaciones fluorescentes del sulfato de uranilo potásico contenían rayos X. La forma de averiguarlo consistía en exponer el sulfato al Sol (cuya luz ultravioleta estimularía la fluorescencia), mientras el compuesto permanecía sobre una placa fotográfica envuelta en papel negro. Puesto que la luz solar no podía penetrar a través del papel negro, no afectaría a la placa; pero si la fluorescencia producida por el estímulo de la luz solar contenía rayos X, estos *penetrarían* a través del papel e impresionarían la placa. Becquerel realizó con éxito su experimento en 1896. Aparentemente, había rayos X en la fluorescencia. Becquerel

logró incluso que los supuestos rayos X pasasen a través de delgadas láminas de aluminio y cobre, y los resultados parecieron confirmar definitivamente su hipótesis, puesto que no se conocía radiación alguna, excepto la de los rayos X, que pudiese hacerlo.

Pero entonces —lo cual fue una suerte— el Sol quedó oculto por densos nubarrones. Mientras esperaba que se disiparan las nubes, Becquerel retiró las placas fotográficas, con los trocitos de sulfato sobre ellas, y las puso en un secador. Al cabo de unos días, impaciente, decidió a toda costa revelar las placas, en la creencia de que, incluso sin la luz solar directa, se podía haber producido alguna pequeña cantidad de rayos X. Cuando vio las placas impresionadas, Becquerel vivió uno de esos momentos de profunda sorpresa y felicidad que son los sueños de todos los científicos. La placa fotográfica estaba muy oscurecida por una intensa radiación. La causa no podía ser la fluorescencia ni la luz solar. Bequerel llegó a la conclusión —y los experimentos lo confirmarían muy pronto— de que esta causa era el propio uranio contenido en el sulfato de uranilo potásico.

Este descubrimiento impresionó profundamente a los científicos, excitados aún por el reciente hallazgo de los rayos X. Uno de los científicos que se puso inmediatamente a investigar la extraña radiación del uranio fue una joven química, nacida en Polonia y llamada Marie Sklodowska, que el año anterior había contraído matrimonio con Pierre Curie, el descubridor de la temperatura que lleva su nombre (véase capítulo 5).

Pierre Curie, en colaboración con su hermano Jacques, había descubierto que ciertos cristales, sometidos a presión, desarrollaban una carga eléctrica positiva en un lado y negativa en el otro. Este fenómeno se denomina «piezoelectricidad» (de la voz griega que significa «comprimir»). Marie Curie decidió medir, con ayuda de la piezoelectricidad, la radiación emitida por el uranio. Instaló un dispositivo, al que fluiría una corriente cuando la radiación ionizase el aire entre dos electrodos; y la potencia de esta pequeña corriente podría medirse por la cantidad de presión que debía ejercerse sobre un cristal para producir una corriente contraria que la anulase. Este método se mostró tan efectivo, que Pierre Curie abandonó en seguida su trabajo, y durante el resto de su vida, junto con Marie, se dedicó a investigar ávidamente en este campo.

Marie Curie fue la que propuso el término de «radiactividad» para describir la capacidad que tiene el uranio de emitir radiaciones, y la que consiguió demostrar el fenómeno en una segunda sustancia radiactiva: el torio. En rápida sucesión, otros científicos hicieron descubrimientos de trascendental importancia. Las radiaciones de las sustancias radiactivas se mostraron más penetrantes y de mayor energía que los rayos X; hoy se llaman «rayos gamma». Se descubrió que los elementos radiactivos emitían también otros tipos de radiación, lo cual condujo a descubrimientos sobre la estructura interna del átomo. Pero esto lo veremos en el capítulo 7. Lo que nos interesa destacar aquí es el descubrimiento de que los elementos radiactivos, al emitir la radiación, se transformaban en otros elementos (o sea, era una versión moderna de la *transmutación).*

Marie Curie descubrió, aunque de forma accidental, las implicaciones de este fenómeno. Cuando ensayaba la pechblenda en busca de su contenido de uranio, al objeto de comprobar si las muestras de la mena tenían el uranio suficiente para hacer rentable la labor del refinado, ella y su marido descubrieron, con sorpresa, que algunos de los fragmentos tenían más radiactividad de la esperada, aunque estuviesen hechos de uranio puro. Ello significaba que en la pechblenda habían de hallarse otros elementos radiactivos, aunque sólo en pequeñas cantidades (oligoelementos), puesto que el análisis químico usual no los detectaba; pero, al mismo tiempo, debían ser muy radiactivos.

Entusiasmados, los Curie adquirieron toneladas de pechblenda, construyeron un pequeño laboratorio en un cobertizo y, en condiciones realmente primitivas, procedieron a desmenuzar la pesada y negra mena, en busca de los nuevos elementos. En julio de 1898 habían conseguido aislar un polvo negro 400 veces más radiactivo que la cantidad equivalente de uranio.

Este polvo contenía un nuevo elemento, de propiedades químicas parecidas a las del telurio, por lo cual debía colocarse bajo este en la tabla periódica. (Más tarde se le dio el número atómico 84.) Los Curie lo denominaron «polonio», en honor al país natal de Marie.

Pero el polonio justificaba sólo una parte de la radiactividad. Siguieron nuevos trabajos, y en diciembre de 1898, los Curie habían obtenido un preparado que era incluso más radiactivo que el polonio. Contenía otro elemento, de propiedades parecidas a las del bario (y, eventualmente, se puso debajo de éste, con el número atómico 88). Los Curie lo llamaron «radio», debido a su intensa radiactividad.

Siguieron trabajando durante cuatro años más, para obtener una cantidad de radio puro que pudiese apreciarse a simple vista. En 1903, Marie Curie presentó un resumen de su trabajo como tesis doctoral. Tal vez sea la mejor tesis de la historia de la Ciencia. Ello le supuso no sólo uno, sino dos premios Nobel. Marie y su marido, junto con Becquerel, recibieron, en 1903, el de Física, por sus estudios sobre la radiactividad, y, en 1911, Marie —su marido había muerto en 1906, en accidente de circulación— fue galardonada con el de Química por el descubrimiento del polonio y el radio.

El polonio y el radio son mucho más inestables que el uranio y el torio, lo cual es otra forma de decir que son mucho más radiactivos. En cada segundo se desintegra mayor número de sus átomos. Sus vidas son tan cortas, que prácticamente todo el polonio y el radio del Universo deberían haber desaparecido en un millón de años. Por tanto, ¿cómo seguimos encontrándolo en un planeta que tiene miles de millones de años de edad? La respuesta es que el radio y el polonio se van formando continuamente en el curso de la desintegración del uranio y el torio, para acabar por transformarse en plomo. Dondequiera que se hallen el uranio y el torio, se encuentran siempre indicios de polonio y radio. Son productos intermedios en el camino que conduce al plomo como producto final.

El detenido análisis de la pechblenda y las investigaciones de las sustancias radiactivas permitieron descubrir otros tres elementos inestables en el camino que va del uranio y el torio hasta el plomo. En 1899, André-Louis Debierne, siguiendo el consejo de los Curie, buscó otros elementos en la pechblenda y descubrió uno, al que denominó «actinio» (de la voz griega que significa «rayo»); se le dio el número atómico 89. Al año siguiente, el físico alemán Friedrich Ernst Dorn demostró que el radio, al desintegrarse, formaba un elemento gaseoso. ¡Un gas radiactivo era algo realmente nuevo! El elemento fue denominado «radón» (de radio y argón, su afín químico), y se le dio el número atómico 86. Finalmente, en 1917, dos grupos distintos —Otto Hahn y Lise Meitner, en Alemania, y Frederick Soddy y John A. Cranston, en Inglaterra— aislaron, a partir de la pechblenda, el elemento 91, denominado protactinio.

El hallazgo de los elementos perdidos

Por tanto, en 1925 había 88 elementos identificados: 81 estables, y 7, inestables. Se hizo más acuciante la búsqueda de los cuatro que aún faltaban: los números 43, 61, 85 y 87.

Puesto que entre los elementos conocidos había una serie radiactiva —los números 84 al 92—, podía esperarse que también lo fueran el 85 y el 87. Por otra parte, el 43 y el 61 estaban rodeados por elementos estables, y no parecía haber razón alguna para sospechar que no fueran, a su vez, estables. Por tanto, deberían de encontrarse en la Naturaleza.

Respecto al elemento 43, situado inmediatamente encima del reino en la tabla periódica, se esperaba que tuviese propiedades similares y que se encontrase en las mismas menas. De hecho, el equipo de Noddack, Tacke y Berg, que había descubierto el renio, estaba seguro de haber dado también con rayos X de una longitud de onda que debían de corresponder al elemento 43. Así, pues, anunciaron su descubrimiento, y lo denominaron «masurio» (por el nombre de una región de la Prusia Oriental). Sin embargo, su identificación no fue confirmada, y, en Ciencia, un descubrimiento no se

considera como tal hasta que haya sido confirmado, como mínimo, por un investigador independiente.

En 1926, dos químicos de la Universidad de Illinois anunciaron que habían encontrado el elemento 61 en menas que contenían los elementos vecinos (60 y 62), y lo llamaron «illinio». El mismo año, dos químicos italianos de la Universidad de Florencia creyeron haber aislado el mismo elemento, que bautizaron con el nombre de «florencio». Pero el trabajo de ambos grupos no pudo ser confirmado por ningún otro.

Años más tarde, un físico del Instituto Politécnico de Alabama, utilizando un nuevo método analítico de su invención, informó haber encontrado indicios de los elementos 87 y 85, a los que llamó «Virginio» y «alabaminio», en honor, respectivamente, de sus Estados natal y de adopción. Pero tampoco pudieron ser confirmados estos descubrimientos.

Los acontecimientos demostrarían que, en realidad, no se habían descubierto los elementos 43, 61, 85 y 87.

El primero en ser identificado con toda seguridad fue el elemento 43. El físico estadounidense Ernest Orlando Lawrence —quien más tarde recibiría el premio Nobel de Física como inventor del ciclotrón (véase capítulo 7)— obtuvo el elemento en su acelerador mediante el bombardeo de molibdeno (elemento 42) con partículas a alta velocidad. El material bombardeado mostraba radiactividad, y Lawrence lo remitió al químico italiano Emilio Gino Segré —quien estaba interesado en el elemento 43— para que lo analizase. Segré y su colega C. Perrier, tras separar la parte radiactiva del molibdeno, descubrieron que se parecía al renio en sus propiedades. Y decidieron que sólo podía ser el elemento 43, elemento que contrariamente a sus vecinos de la tabla periódica, era radiactivo. Al no ser producidos por desintegración de un elemento de mayor número atómico, apenas quedan indicios del mismo en la corteza terrestre, por lo cual, Noddack y su equipo estaban equivocados al creer que lo habían hallado. Segré y Perrier tuvieron el honor de bautizar el elemento 43; lo llamaron «tecnecio», tomado de la voz griega que significa «artificial», porque éste era el primer elemento fabricado por el hombre. Hacia 1960 se había acumulado ya el tecnecio suficiente para determinar su punto de fusión: cercano a los 2.200° C. (Segré recibió posteriormente el premio Nobel por otro descubrimiento, relacionado también con materia creada por el hombre [véase capítulo 7].)

Finalmente, en 1939, se descubrió en la Naturaleza el elemento 87. La química francesa Marguerite Perey lo aisló entre los productos de desintegración del uranio. Se encontraba en cantidades muy pequeñas, y sólo los avances técnicos permitieron encontrarlo donde antes había pasado inadvertido. Dio al nuevo elemento el nombre de «francio», en honor de su país natal.

El elemento 85, al igual que el tecnecio, fue producido en el ciclotrón bombardeando bismuto (elemento 83). En 1940, Segré, Dale Raymond Corson y K. R. MacKenzie aislaron el elemento 85 en la Universidad de California, ya que Segré había emigrado de Italia a Estados Unidos. La Segunda Guerra Mundial interrumpió su trabajo sobre este elemento; pero, una vez acabada la contienda, el equipo reanudó su labor, y, en 1947, propuso para el elemento el nombre de «astato» (de la palabra griega que significa «inestable»). (Para entonces se habían encontrado en la Naturaleza pequeños restos de astato, como en el caso del francio, entre los productos de desintegración del uranio.)

Mientras tanto, el cuarto y último elemento de los que faltaban por descubrir (el 61) se había hallado entre los productos de fisión del uranio, proceso que explicamos en el capítulo 10. (También el tecnecio se encontró entre estos productos.) En 1945, tres químicos del Oak Ridge National Laboratory —J. A. Marinsky, L. E. Glendenin y Charles Dubois Coryell— aislaron el elemento 61. Lo denominaron «promecio» *(promethium,* voz inspirada en el nombre del dios Prometeo, que había robado su fuego al Sol para entregarlo a la Humanidad). Después de todo, el elemento 61 había sido «robado» a partir de los fuegos casi solares del horno atómico.

De este modo se completó la lista de los elementos, del 1 al 92. Sin embargo, en cierto sentido, la parte más extraña de la aventura acababa sólo de empezar. Porque los científicos habían rebasado los límites de la tabla periódica; el uranio no era el fin.

Elementos transuránidos

Ya en 1934 había empezado la búsqueda de los elementos situados más allá del uranio, o sea, los elementos «transuránidos». En Italia, Enrico Fermi comprobó que cuando bombardeaba un elemento con una partícula subatómica, recientemente descubierta, llamada «neutrón» (véase capítulo 7), ésta transformaba a menudo el elemento en el de número atómico superior más próximo. ¿Era posible que el uranio se transformase en el elemento 93, completamente sintético, que no existía en la Naturaleza? El equipo de Fermi procedió a bombardear el uranio con neutrones y obtuvo un producto que, al parecer, era realmente el elemento 93. Se le dio el nombre de «uranio X».

En 1938, Fermi recibió el premio Nobel de Física por sus estudios sobre el bombardeo con neutrones. Por aquella fecha, ni siquiera podía sospecharse la naturaleza real de su descubrimiento, ni sus consecuencias para la Humanidad. Al igual que Cristóbal Colón, había encontrado, no lo que estaba buscando, sino algo mucho más valioso, pero de cuya importancia no podía percatarse.

Basta decir, por ahora, que, tras seguir una serie de pistas que no condujeron a ninguna parte, descubrióse, al fin, que lo que Fermi había conseguido no era la creación de un nuevo elemento, sino la escisión del átomo de uranio en dos partes casi iguales. Cuando, en 1940, los físicos abordaron de nuevo el estudio de este proceso, el elemento 93 surgió como un resultado casi fortuito de sus experimentos. En la mezcla de elementos que determinaba el bombardeo del uranio por medio de neutrones, aparecía uno que, de principio, resistió todo intento de identificación. Entonces, Edwin Mc-Millan, de la Universidad de California, sugirió que quizá los neutrones liberados por fisión hubiesen convertido algunos de los átomos de uranio en un elemento de número atómico más alto, como Fermi había esperado que ocurriese. McMillan y Philip Abelson, un fisicoquímico, probaron que el elemento no identificado era, en realidad, el número 93. La prueba de su existencia la daba la naturaleza de su radiactividad, lo mismo que ocurriría en todos los descubrimientos subsiguientes.

McMillan sospechaba que pudiera estar mezclado con el número 93 otro elemento transuránido. El químico Glenn Theodore Seaborg y sus colaboradores Arthur Charles Wahl y J. W. Kennedy no tardaron en demostrar que McMillan tenía razón y que dicho elemento era el número 94.

De la misma forma que el uranio —elemento que se suponía el último de la tabla periódica— tomó su nombre de Urano, el planeta recientemente descubierto a la razón, los elementos 93 y 94 fueron bautizados, respectivamente, como «neptuno» y «plutonio», por Neptuno y Plutón, planetas descubiertos después de Urano. Y resultó que existía en la Naturaleza, pues más tarde se encontraron indicios de los mismos en menas de uranio. Así, pues, el uranio no era el elemento natural de mayor peso atómico.

Seaborg y un grupo de investigadores de la Universidad de California —entre los cuales destacaba Albert Ghiorso— siguieron obteniendo, uno tras otro, nuevos elementos transuránidos. Bombardeando plutonio con partículas subatómicas, crearon, en 1944, los elementos 95 y 96, que recibieron, respectivamente, los nombres de «americio» (por América) y «curio» (en honor de los Curie). Una vez obtenida una cantidad suficiente de americio y curio, bombardearon estos elementos y lograron obtener, en 1949, el número 97, y, en 1950, el 98. Estos nuevos elementos fueron llamados «berkelio» y «californio» (por Berkeley y California). En 1951, Seaborg y McMillan compartieron el premio Nobel de Química por esta serie de descubrimientos.

El descubrimiento de los siguientes elementos fue el resultado de unas investigaciones y pruebas menos pacíficas. Los elementos 99 y 100 surgieron en la primera explosión de una bomba de hidrógeno, la cual se llevó a cabo en el Pacífico, en noviembre de

1952. Aunque la existencia de ambos fue detectada en los restos de la explosión, no se confirmó ni se les dio nombres hasta después de que el grupo de investigadores de la Universidad de California obtuvo en su laboratorio, en 1955, pequeñas cantidades de ambos. Fueron denominados, respectivamente, «einstenio» y «fermio», en honor de Albert Einstein y Enrico Fermi, ambos, muertos unos meses antes. Después, los investigadores bombardearon una pequeña cantidad de «einstenio» y obtuvieron el elemento 101, al que denominaron «mendelevio», por Mendeléiev.

El paso siguiente llegó a través de la colaboración entre California y el Instituto Nobel de Suecia. Dicho instituto llevó a cabo un tipo muy complicado de bombardeo que produjo, aparentemente, una pequeña cantidad del elemento 102. Fue llamado «nobelio», en honor del Instituto; pero el experimento no ha sido confirmado. Se había obtenido con métodos distintos de los descritos por el primer grupo de investigadores. Mas, pese a que el «nobelio» no ha sido oficialmente aceptado como el nombre del elemento, no se ha propuesto ninguna otra denominación.

En 1961 se detectaron algunos átomos del elemento 103 en la Universidad de California, a los cuales se les dio el nombre de «laurencio» (por E. O. Lawrence, que había fallecido recientemente). En 1964, un grupo de científicos soviéticos, bajo la dirección de Georguéi Nikoláievich Flerov, informó sobre la obtención del elemento 104, y en 1965, sobre la del 105. En ambos casos, los métodos usados para formar los elementos no pudieron ser confirmados. El equipo americano dirigido por Albert Ghioso obtuvo también dichos elementos, independientemente de los soviéticos. Entonces se planteó la discusión acerca de la prioridad; ambos grupos reclamaban el derecho a dar nombre a los nuevos elementos. El grupo soviético llamó al elemento 104 «kurchatovio», en honor de Igor Vasilievich Kurchatov, el cual había dirigido al equipo soviético que desarrolló la bomba atómica rusa, y que murió en 1960. Por su parte, el grupo americano dio al elemento 104 el nombre de «rutherfordio», y al 105 el de «hahnio», en honor, respectivamente, de Ernest Rutherford y Otto Hahn, los cuales dieron las claves para los descubrimientos de la estructura subatómica.

Elementos superpesados

Cada paso en esta ascensión de la escala transuránida fue más difícil que el anterior. En cada estadio sucesivo, el elemento se hizo más difícil de acumular y más inestable. Cuando se llegó al mendelevio, la identificación tuvo que hacerse sobre la base de diecisiete átomos, y no más. Afortunadamente, las técnicas de detección de la radiación se mejoraron maravillosamente en 1955. Los científicos de Berkeley conectaban sus instrumentos a un avisador, con lo que, cada vez que se formaba un átomo de mendelevio, la radiación característica emitida quedaba anunciada por un grave y triunfante avisador de incendios. (De todos modos, el Departamento de extinción de incendios lo prohibió pronto...)

Los elementos superiores fueron detectados incluso en las condiciones más rarificadas. Un solo átomo de un elemento deseado puede detectarse al observar en detalle los productos de su desintegración.

¿Existe necesidad de tratar de llegar más lejos, más allá del 105, aparte del escalofrío propio de batir un récord y de dar el nombre de uno en el libro correspondiente como descubridor de un elemento? (Lavoisier, el mayor de todos los químicos, nunca consiguió ningún descubrimiento, y su fracaso le preocupó en extremo.)

Aún queda por hacer un importante y posible descubrimiento. El incremento en inestabilidad a medida que se asciende en la escala de los números atómicos es uniforme. El más complejo de los átomos estables es el bismuto (83). Detrás del mismo, los seis elementos del 84 al 89 inclusive son tan inestables que cualquier cantidad presente en el momento de la formación de la Tierra ya habría desaparecido en la actualidad. Y luego, y más bien sorprendentemente, sigue el torio (90) y el uranio (92), que son casi estables. Del torio y el uranio existentes en la Tierra en el momento de su formación, el 80 % del primero y el 50 % del último existen aún hoy. Los físicos han elaborado teorías de la estructura atómica para tener esto en cuenta (como explicaré en el capítulo siguiente); y si esas teorías son correctas, en ese caso

los elementos 110 y 114 deberían ser más estables de lo que se esperaría de ellos dados sus elevados números atómicos. Por lo tanto, existe considerable interés en conseguir esos elementos, como una forma de comprobar las teorías.

En 1976, se produjo un informe de ciertos *halos* (marcas circulares negras en la mica) que indicarían la presencia de esos *elementos superpesados.* Los halos surgen de la radiación emitida por pequeñas cantidades de torio y uranio, pero existen unos halos un poco más allá de lo normal que deben surgir de unos átomos más energéticamente radiactivos que, sin embargo, son lo suficientemente estables como para haber persistido hasta los tiempos modernos. Y debía de tratarse de los superpesados. Por desgracia, las deducciones no se vieron apoyadas en general por los científicos, y dicha sugerencia fue olvidada. Los científicos siguen buscando.

ELECTRONES

Cuando Mendeléiev y sus contemporáneos descubrieron que podían distribuir los elementos en una tabla periódica compuesta por familias de sustancias de propiedades similares, no tenían noción alguna acerca del porqué los elementos pertenecían a tales grupos o del motivo por el que estaban relacionadas las propiedades. De pronto surgió una respuesta simple y clara, aunque tras una larga serie de descubrimientos, que al principio no parecían tener relación con la Química.

Todo empezó con unos estudios sobre la electricidad. Faraday realizó con la electricidad todos los experimentos imaginables; incluso trató de enviar una descarga eléctrica a través del vacío. Mas no pudo conseguir un vacío lo suficientemente perfecto para su propósito. Pero en 1854, un soplador de vidrio alemán, Heinrich Geissler, inventó una bomba de vacío adecuada y fabricó un tubo de vidrio en cuyo interior iban electrodos de metal en un vacío de calidad sin precedentes hasta entonces. Cuando se logró producir descargas eléctricas en el «tubo de Geissler», comprobóse que en la pared opuesta al electrodo negativo aparecía un resplandor verde. El físico alemán Eugen Goldstein sugirió, en 1876, que tal resplandor verde se debía al impacto causado en el vidrio por algún tipo de radiación originada en el electrodo negativo, que Faraday había denominado «cátodo». Goldstein dio a la radiación el nombre de «rayos catódicos».

¿Eran los rayos catódicos una forma de radiación electromagnética? Goldstein lo creyó así; en cambio, lo negaron el físico inglés William Crookes y algunos otros, según los cuales, dichos rayos eran una corriente de partículas de algún tipo. Crookes diseñó versiones mejoradas del tubo de Geissler (llamadas «tubos Crookes»), con las cuales pudo demostrar que los rayos eran desviados por un imán. Esto quizá significaba que dichos rayos estaban formados por partículas cargadas eléctricamente.

En 1897, el físico Joseph John Thomson zanjó definitivamente la cuestión al demostrar que los rayos catódicos podían ser también desviados por cargas eléctricas. ¿Qué eran, pues, las «partículas» catódicas? En aquel tiempo, las únicas partículas cargadas negativamente que se conocían eran los iones negativos de los átomos. Los experimentos demostraron que las partículas de los rayos catódicos no podían identificarse con tales iones, pues al ser desviadas de aquella forma por un campo electromagnético, debían de poseer una carga eléctrica inimaginablemente elevada, o bien tratarse de partículas muy ligeras, con una masa mil veces más pequeña que la de un átomo de hidrógeno. Esta ultima interpretación era la que encajaba mejor en el marco de las pruebas realizadas. Los físicos habían ya intuido que la corriente eléctrica era transportada por partículas. En consecuencia, estas partículas de rayos catódicos fueron aceptadas como las partículas elementales de la electricidad. Se les dio el nombre de «electrones», denominación sugerida, en 1891, por el físico irlandés George Johnstone Stoney. Finalmente, se determinó que la masa del electrón era 1.837 veces menor que la de un átomo de hidrógeno. (En 1906, Thomson fue galardonado con el premio Nobel de Física por haber establecido la existencia del electrón.)

El descubrimiento del electrón sugirió inmediatamente que debía de tratarse de una subpartícula del átomo. En otras palabras, que los átomos no eran las unidades últimas indivisibles de la materia que habían descrito Demócrito y John Dalton.

Aunque costaba trabajo creerlo, las pruebas convergían de manera inexorable. Uno de los datos más convincentes fue la demostración, hecha por Thomson, de que las partículas con carga negativa emitidas por una placa metálica al ser incidida por radiaciones ultravioleta (el llamado «efecto fotoeléctrico»), eran idénticas a los electrones de los rayos catódicos. Los electrones fotoeléctricos debían de haber sido arrancados de los átomos del metal.

la periodicidad de la tabla periódica

Puesto que los electrones podían separarse fácilmente de los átomos, tanto por el efecto fotoeléctrico como por otros medios, era natural llegar a la conclusión de que se hallaban localizados en la parte exterior del átomo. De ser así, debía de existir una zona cargada positivamente en el interior del átomo, que contrarrestaría las cargas negativas de los electrones, puesto que el átomo, globalmente considerado, era neutro. En este momento, los investigadores empezaron a acercarse a la solución del misterio de la tabla periódica.

Separar un electrón de un átomo requiere una pequeña cantidad de energía. De acuerdo con el mismo principio, cuando un electrón ocupa un lugar vacío en el átomo, debe *ceder* una cantidad igual de energía. (La Naturaleza es generalmente simétrica, en especial cuando se trata de energía.) Esta energía es liberada en forma de radiación electromagnética. Ahora bien, puesto que la energía de la radiación se mide en términos de longitud de onda, la longitud de onda de la radiación emitida por un electrón que se une a un determinado átomo indicarán la fuerza con que el electrón es sujetado por este átomo. La energía de la radiación aumentaba al acortarse la longitud de onda: cuanto mayor es la energía, más corta es la longitud de onda.

Y con esto llegamos al descubrimiento, hecho por Moseley, de que los metales —es decir, los elementos más pesados— producen rayos X, cada uno de ellos con su longitud de onda característica, que disminuye de forma regular, a medida que se va ascendiendo en la tabla periódica. Al parecer, cada elemento sucesivo retenía sus electrones con más fuerza que el anterior, lo cual no es más que otra forma de decir que cada uno de ellos tiene una carga positiva más fuerte, en su región interna, que el anterior.

Suponiendo que, en un electrón, a cada unidad de carga positiva le corresponde una de carga negativa, se deduce que el átomo de cada elemento sucesivo de la tabla periódica debe tener un electrón más. Entonces, la forma más simple de formar la tabla periódica consiste en suponer que el primer elemento, el hidrógeno, tiene una unidad de carga positiva y un electrón; el segundo elemento, el helio, 2 cargas positivas y 2 electrones; el tercero, el litio, 3 cargas positivas y 3 electrones, y así, hasta llegar al uranio, con 92 electrones. De este modo, los números atómicos de los elementos han resultado ser el número de electrones de sus átomos.

Una prueba más, y los científicos atómicos tendrían la respuesta a la periodicidad de la tabla periódica. Se puso de manifiesto que la radiación de electrones de un determinado elemento no estaba necesariamente restringida a una longitud de onda única; podía emitir radiaciones de dos, tres, cuatro e incluso más longitudes de onda distintas. Estas series de radiaciones fueron denominadas K, L, M, etc. Los investigadores interpretaron esto como una prueba de que los electrones estaban dispuestos en «capas» alrededor del núcleo del átomo de carga positiva. Los electrones de la capa más interna eran sujetados con mayor fuerza, y para conseguir su separación se necesitaba la máxima energía, es decir, de longitudes de onda más corta, o de la serie K. Los electrones de la capa siguiente emitían la serie L de radiaciones; la siguiente capa producía la serie M, etc. En consecuencia, estas capas fueron denominadas K, L, M, etc.

Hacia 1925, el físico austríaco Wolfgang Pauli enunció su «principio de exclusión», el cual explicaba la forma en que los electrones estaban distribuidos en el interior de cada capa, puesto que, según este principio, dos electrones no podían poseer exactamente la misma energía ni el mismo *spin.* Por este descubrimiento, Pauli recibió el premio Nobel de Física en 1945.

Los gases nobles o inertes

En 1916, el químico americano Gilbert-Newton Lewis determinó las similitudes de las propiedades y el comportamiento químico de algunos de los elementos más simples sobre la base de su estructura en capas. Para empezar, había pruebas suficientes de que la capa más interna estaba limitada a dos electrones. El hidrógeno sólo tiene un electrón; por tanto, la capa está incompleta. El átomo tiende a completar esta capa K, y puede hacerlo de distintas formas. Por ejemplo, dos átomos de hidrógeno pueden compartir sus respectivos electrones y completar así mutuamente sus capas K. Ésta es la razón de que el hidrógeno se presente casi siempre en forma de un par de átomos: la molécula de hidrógeno. Se necesita una gran cantidad de energía para separar los dos átomos y liberarlos en forma de «hidrógeno atómico». Irving Langmuir, de la «General Electric Company» —quien, independientemente, llegó a un esquema similar, que implicaba los electrones y el comportamiento químico— llevó a cabo una demostración práctica de la intensa tendencia del átomo de hidrógeno a mantener completa su capa de electrones. Obtuvo una «antorcha de hidrógeno atómico» soplando gas de hidrógeno a través de un arco eléctrico, que separaba los átomos de las moléculas; cuando los átomos se recombinaban, tras pasar el arco, liberaban las energías que habían absorbido al separarse, lo cual bastaba para alcanzar temperaturas superiores a los 3.400° C.

En el helio (elemento 2), la capa K está formada por dos electrones. Por tanto, los átomos de helio son estables y no se combinan con otros átomos. Al llegar al litio (elemento 3), vemos que dos de sus electrones completan la capa K y que el tercero empieza la capa L. Los elementos siguientes añaden electrones a esta capa, uno a uno: el berilio tiene 2 electrones en la capa L; el boro, 3; el carbono, 4; el nitrógeno, 5; el oxígeno, 6; el flúor, 7, y el neón 8. Ocho es el límite para la capa L, por lo cual el neón, lo mismo que el helio, tiene su capa exterior de electrones completa. Y, desde luego, es también un gas inerte, con propiedades similares a las del helio.

Cada átomo cuya capa exterior no está completa, tiende a combinarse con otros átomos, de forma que pueda completarla. Por ejemplo, el átomo de litio cede fácilmente su único electrón en la capa L, de modo que su capa exterior sea la K, completa, mientras que el flúor tiende a captar un electrón, que añade a los siete que ya tiene, para completar su capa L. Por tanto, el litio y el flúor tienen afinidad el uno por el otro; y cuando se combinan, el litio cede su electrón L al flúor, para completar la capa L exterior de este último. Dado que no cambia las cargas positivas del interior del átomo, el litio, con un electrón de menos, es ahora portador de una carga positiva, mientras que el flúor, con un electrón de más, lleva una carga negativa. La mutua atracción de las cargas opuestas mantiene unidos a los dos iones. El compuesto se llama fluoruro de litio.

Los electrones de la capa L pueden ser compartidos o cedidos. Por ejemplo, uno de cada dos átomos de flúor puede compartir uno de sus electrones con el otro, de modo que cada átomo tenga un total de ocho en su capa L, contando los dos electrones compartidos. De forma similar, dos átomos de oxígeno compartirán un total de cuatro electrones para completar sus capas L; y dos átomos de nitrógeno compartirán un total de 6. De este modo, el flúor, el oxígeno y el nitrógeno forman moléculas de dos átomos.

El átomo de carbono, con sólo cuatro electrones en su capa L, compartirá cada uno de ellos con un átomo distinto de hidrógeno, para completar así las capas K de los cuatro átomos de hidrógeno. A su vez, completa su propia capa L al compartir *sus* electrones. Esta disposición estable es la molécula de metano CH_4.

Del mismo modo, un átomo de nitrógeno compartirá los electrones con tres átomos de hidrógeno para formar el amoníaco; un átomo de oxígeno compartirá sus electrones con dos átomos de hidrógeno para formar el agua; un átomo de carbono compartirá sus electrones con dos átomos de oxígeno para formar anhídrido carbónico; etc. Casi todos los compuestos formados por elementos de la primera parte de la tabla periódica pueden ser clasificados de acuerdo con esta tendencia a completar su capa exterior cediendo electrones, aceptando o compartiendo electrones.

El elemento situado después del neón, el sodio, tiene 11 electrones, y el undécimo debe empezar una tercera capa. Luego sigue el magnesio, con 2 electrones en la capa M; el aluminio, con 3; el silicio, con 4; el fósforo, con 5; el azufre, con 6; el cloro, con 7, y el argón, con 8.

Ahora bien, cada elemento de este grupo corresponde a otro de la serie anterior. El argón, con 8 electrones en la capa M, se asemeja al neón (con 8 electrones en la capa L) y es un gas inerte. El cloro, con 7 electrones en su capa exterior, se parece mucho al flúor en sus propiedades químicas. Del mismo modo, el silicio se parece al carbono; el sodio, al litio, etc. (fig. 6.1).

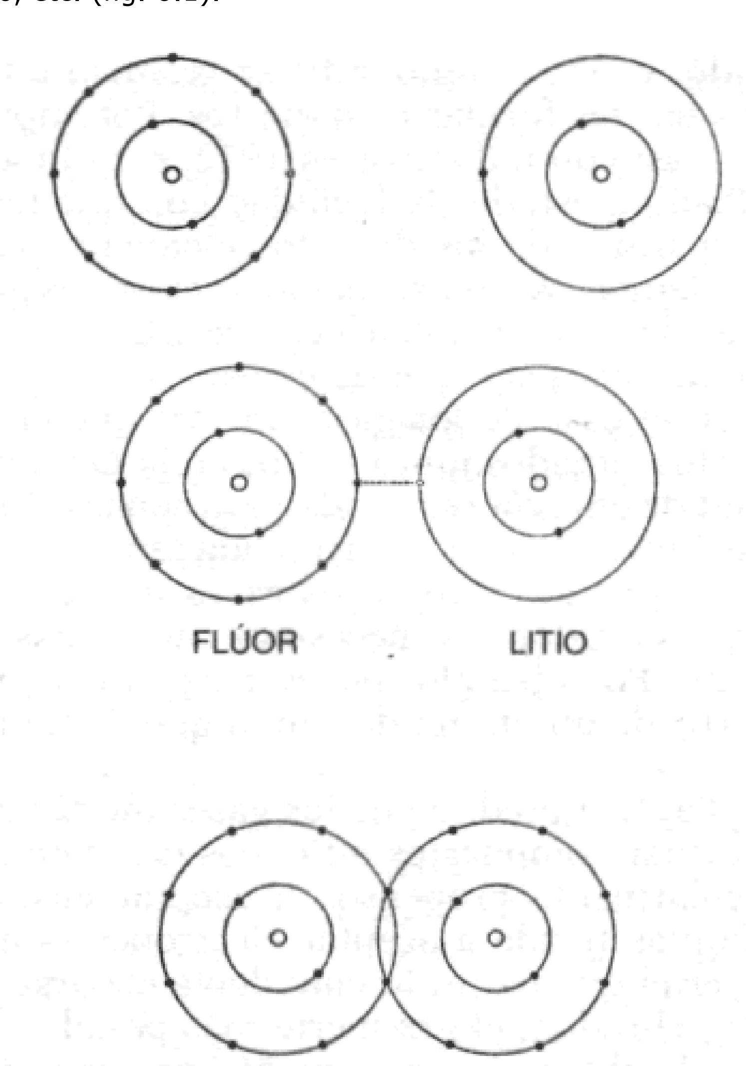


FIG. 6.1. *Cesión y comportamiento de electrones. El litio cede el electrón de su capa exterior al flúor, en la combinación fluoruro de litio; cada átomo tiene entonces una capa externa completa. En la molécula de flúor (Fl_2), se comparten dos electrones, que completan las capas exteriores de ambos átomos.*

Así ocurre a lo largo de toda la tabla periódica. Puesto que el comportamiento químico de cada elemento depende de la configuración de los electrones de su capa exterior, todos los que, por ejemplo, tengan un electrón en la capa exterior, reaccionarán químicamente de un modo muy parecido. Así, todos los elementos de la primera columna de la tabla periódica —litio, sodio, potasio, rubidio, cesio e incluso el francio, el elemento radiactivo hecho por el hombre— son extraordinariamente parecidos en sus propiedades químicas. El litio tiene 1 electrón en la capa L; el sodio, 1 en la M; el potasio, 1 en la N; el rubidio, 1 en la O; el cesio, 1 en la P, y el francio, 1 en la Q. Una

vez más, se parecen entre sí todos los elementos con siete electrones en sus respectivas capas exteriores (flúor, cloro, bromo, yodo y astato). Lo mismo ocurre con la última columna de la tabla, el grupo, de capa completa, que incluye el helio, neón, argón, criptón, xenón y radón.

El principio de Lewis-Langmuir se cumple de forma tan perfecta, que sirve aún, en su forma original, para explicar las variedades de comportamiento más simples y directas entre los elementos. Sin embargo, no todos los comportamientos son tan simples ni tan directos como pueda creerse.

Por ejemplo, cada uno de los gases inertes —helio, neón, argón, criptón, xenón y radón— tiene ocho electrones en la capa exterior (a excepción del helio, que tiene dos en su única capa), situación que es la más estable posible. Los átomos de estos elementos tienen una tendencia mínima a perder o ganar electrones, y, por tanto, a tomar parte en reacciones químicas. Estos gases, tal como indica su nombre, serían «inertes».

Sin embargo, una «tendencia mínima» no es lo mismo que «sin tendencia alguna»; pero la mayor parte de los químicos lo olvidó, y actuó como si fuese realmente imposible para los gases inertes formar compuestos. Por supuesto que ello no ocurría así con todos. Ya en 1932, el químico americano Linus Pauling estudió la facilidad con que los electrones podían separarse de los distintos elementos, y observó que todos los elementos sin excepción, incluso los gases inertes, podían ser desprovistos de electrones. La única diferencia estribaba en que, para que ocurriese esto, se necesitaba más energía en el caso de los gases inertes que en el de los demás elementos situados junto a ellos en la tabla periódica.

La cantidad de energía requerida para separar los electrones en los elementos de una determinada familia, disminuye al aumentar el peso atómico, y los gases inertes más pesados, el xenón y el radón, no necesitan cantidades excesivamente elevadas. Por ejemplo, no es más difícil extraer un electrón a partir de un átomo de xenón que de un átomo de oxígeno.

Por tanto, Pauling predijo que los gases inertes más pesados podían formar compuestos químicos con elementos que fueran particularmente propensos a aceptar electrones. El elemento que más tiende a aceptar electrones es el flúor, y éste parecía ser el que naturalmente debía elegirse.

Ahora bien, el radón, el gas inerte más pesado, es radiactivo y sólo puede obtenerse en pequeñísimas cantidades. Sin embargo, el xenón, el siguiente gas más pesado, es estable y se encuentra en pequeñas cantidades en la atmósfera. Por tanto, lo mejor sería intentar formar un compuesto entre el xenón y el flúor. Sin embargo, durante 30 años no se pudo hacer nada a este respecto, principalmente porque el xenón era caro, y el flúor, muy difícil de manejar, y los químicos creyeron que era mejor dedicarse a cosas menos complicadas.

No obstante, en 1962, el químico anglocanadiense Neil Bartlett, trabajando con un nuevo compuesto, el hexafluoruro de platino (F_6Pt), manifestó que se mostraba notablemente ávido de electrones, casi tanto como el propio flúor. Este compuesto tomaba electrones a partir del oxígeno, elemento que tiende más a ganar electrones que a perderlos. Si el F_6Pt podía captar electrones a partir del oxígeno, debía de ser capaz también de captarlos a partir del xenón. Se intentó el experimento, y se obtuvo el fluoroplatinato de xenón (F_6PtXe), primer compuesto de un gas inerte.

Otros químicos se lanzaron en seguida a este campo de investigación, y se obtuvo cierto número de compuestos de xenón con flúor, con oxígeno o con ambos, el más estable de los cuales fue el difluoruro de xenón (F_2Xe). Formóse asimismo un compuesto de criptón y flúor: el tetrafluoruro de criptón (F_4Kr), así como otros de radón y flúor. También se formaron compuestos con oxígeno. Había, por ejemplo, oxitetrafluoruro de xenón (OF_4Xe), ácido xénico (H_2O_4Xe) y perxenato de sodio (XeO_6Na_4), que explota fácilmente y es peligroso. Los gases inertes más livianos —argón, neón y helio— ofrecen mayor resistencia a compartir sus electrones que los más

pesados, por lo cual permanecen inertes (según las posibilidades actuales de los químicos).

Los químicos no tardaron en recuperarse del shock inicial que supuso descubrir que los gases inertes podían formar compuestos. Después de todo, tales compuestos encajaban en el cuadro general. En consecuencia, hoy existe una aversión general a denominar «gases inertes» a estos elementos. Se prefiere el nombre de «gases nobles», y se habla de «compuestos de gases nobles» y «Química de los gases nobles». (Creo que se trata de un cambio para empeorar. Al fin y al cabo, los gases siguen siendo inertes, aunque no del todo. En este contexto, el concepto «noble» implica «reservado» o «poco inclinado a mezclarse con la manada», lo cual resulta tan inapropiado como «inerte» y, sobre todo, no anda muy de acuerdo con una «sociedad democrática».)

Los elementos tierras raras

El esquema de Lewis-Langmuir que se aplicó demasiado rígidamente a los gases inertes, apenas puede emplearse para muchos de los elementos cuyo número atómico sea superior a 20. En particular se necesitaron ciertos perfeccionamientos para abordar un aspecto muy sorprendente de la tabla periódica, relacionado con las llamadas «tierras raras» (los elementos 57 al 71, ambos inclusive).

Retrocediendo un poco en el tiempo, vemos que los primeros químicos consideraban como «tierra» —herencia de la visión griega de la «tierra» como elemento— toda sustancia insoluble en agua y que no pudiera ser transformada por el calor. Estas sustancias incluían lo que hoy llamaríamos óxido de calcio, óxido de magnesio, bióxido silícico, óxido férrico, óxido de aluminio, etc., compuestos que actualmente constituyen alrededor de un 90 % de la corteza terrestre. Los óxidos de calcio y magnesio son ligeramente solubles, y en solución muestran propiedades «alcalinas» (es decir, opuestas a las de los ácidos), por lo cual fueron denominados «tierras alcalinas»; cuando Humphry Davy aisló los metales calcio y magnesio partiendo de estas tierras, se les dio el nombre de metales alcalinotérreos. De la misma forma se designaron eventualmente todos los elementos que caben en la columna de la tabla periódica en la que figuran el magnesio y el calcio; es decir, el berilio, estroncio, bario y radio.

El rompecabezas empezó en 1794, cuando un químico finlandés, Johan Gadolin, examinó una extraña roca que había encontrado cerca de la aldea sueca de Ytterby, y llegó a la conclusión de que se trataba de una nueva «tierra». Gadolin dio a esta «tierra rara» el nombre de «itrio» (por Ytterby). Más tarde, el químico alemán Martin Heinrich Klaproth descubrió que el itrio podía dividirse en dos «tierras», para una de las cuales siguió conservando el nombre de itrio, mientras que llamó a la otra «cerio» (por el planetoide Ceres, recientemente descubierto). Pero, a su vez, el químico sueco Cari Gustav Mosander separó éstos en una serie de tierras distintas. Todas resultaron ser óxidos de nuevos elementos, denominados «metales de las tierras raras». En 1907 se habían identificado ya 14 de estos elementos. Por orden creciente de peso atómico son:

lantano (voz tomada de la palabra griega que significa «escondido»)

cerio (de Ceres)

praseodimio (del griego «gemelo verde», por la línea verde que da su espectro)

neodimio («nuevos gemelos»)

samarío (de «samarsquita», el mineral en que se encontró)

europio (de Europa)

gadolinio (en honor de Johan Gadolin)

terbio (de Ytterby)

disprosio (del griego «difícil de llegar a»)

holmio (de Estocolmo)

erbio (de Ytterby)

tulio (de Thule, antiguo nombre de Escandinavia)

iterbio (de Ytterby)

lutecio (de Lutecia, nombre latino de París).

Basándose en sus propiedades de rayos X, estos elementos recibieron los números atómicos 57 (lantano) a 71 (lutecio). Como ya hemos dicho, existía un vacío en el espacio 61 hasta que el elemento incógnito, el promecio, emergió a partir de la fisión del uranio. Era el número 15 de la lista.

Ahora bien, el problema planteado por los elemento de las tierras raras es el de que, aparentemente, no encajan en la tabla periódica. Por suerte, sólo se conocían cuatro cuando Mendeléiev propuso la tabla; si se hubiesen conocido todos, la tabla podría haber resultado demasiado confusa para ser aceptada. Hay veces, incluso en la Ciencia, en que la ignorancia es una suerte.

El primero de los metales de las tierras raras, el lantano, encaja perfectamente con el itrio, número 39, el elemento situado por encima de él en la tabla. (El itrio, aunque fue encontrado en las mismas menas que las tierras raras y es similar a ellas en sus propiedades, no es un metal de tierra rara. Sin embargo, toma también su nombre de la aldea sueca de Ytterby. Así, cuatro elementos se denominan partiendo del mismo origen, lo cual parece excesivo.) La confusión empieza con las tierras raras colocadas después del lantano, principalmente el cerio, que debería parecerse al elemento que sigue al itrio, o sea, al circonio. Pero no es así, pues se parece al itrio. Lo mismo ocurre con los otros quince elementos de las tierras raras; se parecen mucho al itrio y entre sí (de hecho, son tan químicamente parecidos, que al principio pudieron separarse sólo por medio de procedimientos muy laboriosos), pero no están relacionados con ninguno de los elementos que les preceden en la tabla. Prescindamos del grupo de tierras raras y pasemos al hafnio, el elemento 72, en el cual encontraremos el elemento relacionado con el circonio, colocado después del itrio (fig. 6.2).

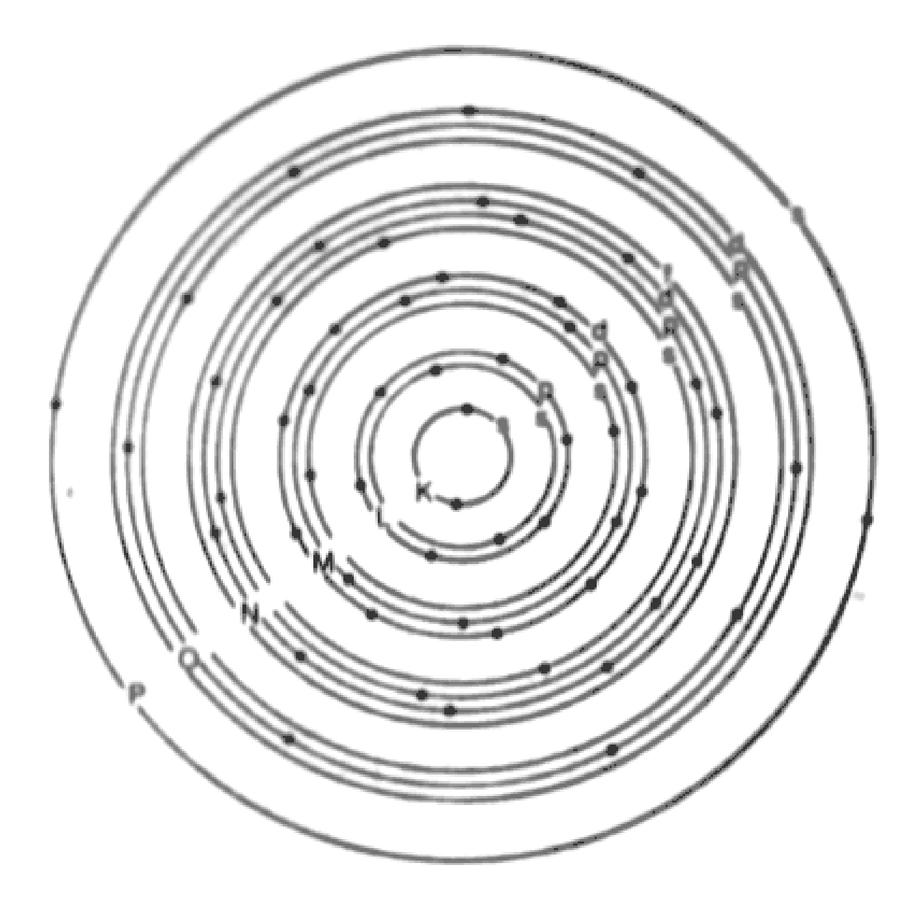


FIG. 6.2. *Las capas de electrones del lantano. Nótese que la cuarta subcapa de la capa N ha sido omitida y está vacía.*

Desconcertados por este estado de cosas, lo único que pudieron hacer los químicos fue agrupar todos los elementos de tierras raras en un espacio situado debajo del itrio, y alineados uno por uno, en una especie de nota al pie de la tabla.

Los elementos transicionales

Finalmente, la respuesta a este rompecabezas llegó como resultado de detalles añadidos al esquema de Lewis-Langmuir sobre la estructura de las capas de electrones en los elementos.

En 1921, C. R. Bury sugirió que el número de electrones de cada capa no estaba limitado necesariamente a ocho. El ocho era el número que bastaba siempre para satisfacer la capacidad de la capa exterior. Pero una capa podía tener un mayor número de electrones si no estaba en el exterior. Como quiera que las capas se iban formando sucesivamente, las más internas podían absorber más electrones, y cada una de las siguientes podía retener más que la anterior. Así, la capacidad total de la capa K sería de 2 electrones; la de la L, de 8; la de la M, de 18; la de la N, de 32, y así sucesivamente. Este escalonamiento se ajusta al de una serie de sucesivos cuadrados multiplicados por 2 (por ejemplo, 2x1,2x4, 2x 9, 2 x 16, etc.).

Este punto de vista fue confirmado por un detenido estudio del espectro de los elementos. El físico danés Niels Henrik David Bohr demostró que cada capa de electrones estaba constituida por subcapas de niveles de energía ligeramente distintos. En cada capa sucesiva, las subcapas se hallan más separadas entre sí, de tal modo que pronto se imbrican las capas. En consecuencia, la subcapa más externa de una capa interior (por ejemplo, la M), puede estar realmente más lejos del centro que la subcapa más interna de la capa situada después de ella (por ejemplo, la N). Por tanto, la subcapa interna de la capa N puede estar llena de electrones, mientras que la subcapa exterior de la capa M puede hallarse aún vacía.

Un ejemplo aclarará esto. Según esta teoría, la capa M está dividida en tres subcapas, cuyas capacidades son *de 2,6 y* 10 electrones, respectivamente, lo cual da un total de 18. El argón, con 8 electrones en su capa M, ha completado sólo 2 subcapas internas. Y, de hecho, la tercera subcapa, o más externa, de la capa M, no conseguirá el próximo electrón en el proceso de formación de elementos, al hallarse por debajo de la subcapa más interna de la capa N. Así, en el potasio —elemento que sigue al argón—, el electrón decimonoveno no se sitúa en la subcapa más exterior de M, sino en la subcapa más interna de N. El potasio, con un electrón en su capa N, se parece al sodio, que tiene un electrón en su capa M. El calcio —el siguiente elemento (20)— tiene dos electrones en la capa N y se parece al magnesio, que posee dos en la capa M. Pero la subcapa más interna de la capa N, que tiene capacidad sólo para 2 electrones, está completa. Los siguientes electrones que se han de añadir pueden empezar llenando la subcapa más exterior de la capa M, que hasta entonces ha permanecido inalterada. El escandio (21) inicia el proceso, y el cinc (30) lo termina. En el cinc, la subcapa más exterior de la capa M adquiere, por fin, los electrones que completan el número de 10. Los 30 electrones del cinc están distribuidos del siguiente modo: 2 en la capa K, 8 en la L, 18 en la M y 2 en la N. Al llegar a este punto, los electrones pueden seguir llenando la capa N. El siguiente electrón constituye el tercero de la capa N y forma el galio (31), que se parece al aluminio, con 3 electrones en la capa M.

Lo más importante de este proceso es que los elementos 21 al 30 —los cuales adquieren una configuración parecida para completar una subcapa que había sido omitida temporalmente— son «de transición». Nótese que el calcio se parece al magnesio, y el galio, al aluminio. El magnesio y el aluminio están situados uno junto a otro en la tabla periódica (números 12 y 13). En cambio, no lo están el calcio (20) ni el galio (31). Entre ellos se encuentran los elementos de transición, lo cual hace aún más compleja la tabla periódica.

La capa N es mayor que la M y está dividida en cuatro subcapas, en vez de tres: puede tener 2, 6, 10 y 14 electrones, respectivamente. El criptón (elemento 36) completa las dos subcapas más internas de la capa N; pero aquí interviene la subcapa más interna de la capa O, que está superpuesta, y antes de que los electrones se sitúen en las dos subcapas más externas de la N, deben llenar dicha subcapa. El elemento que sigue al criptón, el rubidio (37), tiene su electrón número 37 en la capa O. El estroncio (38) completa la subcapa O con dos electrones. De aquí en adelante, nuevas series de elementos de transición rellenan la antes omitida tercera subcapa de la capa N. Este proceso se completa en el cadmio (48); se omite la subcapa cuarta y más exterior de N, mientras los electrones pasan a ocupar la segunda subcapa interna de O, proceso que finaliza en el xenón (54).

Pero ahora, a nivel de la cuarta subcapa de N, es tan manifiesta la superposición, que incluso la capa 9 interpone una subcapa, la cual debe ser completada antes que la última de N. Tras el xenón viene el cesio (55) y el bario (56), con uno y dos electrones, respectivamente, en la capa P. Aún no ha llegado el turno a N: el electrón 57 va a parar a la tercera subcapa de la capa O, para crear el lantano. Entonces, y sólo entonces, entra, por fin, un electrón en la subcapa más exterior de la capa N. Uno tras otro, los elementos de tierras raras añaden electrones a la capa H, hasta llegar al elemento 71 (el lutecio), que la completa. Los electrones del lutecio están dispuestos del siguiente modo: 2 en la capa K, 8 en la L, 18 en al M, 32 en la N, 9 en la O (dos subcapas llenas, más un electrón en la subcapa siguiente) y 2 en la P (cuya subcapa más interna está completa) (fig. 6.3).

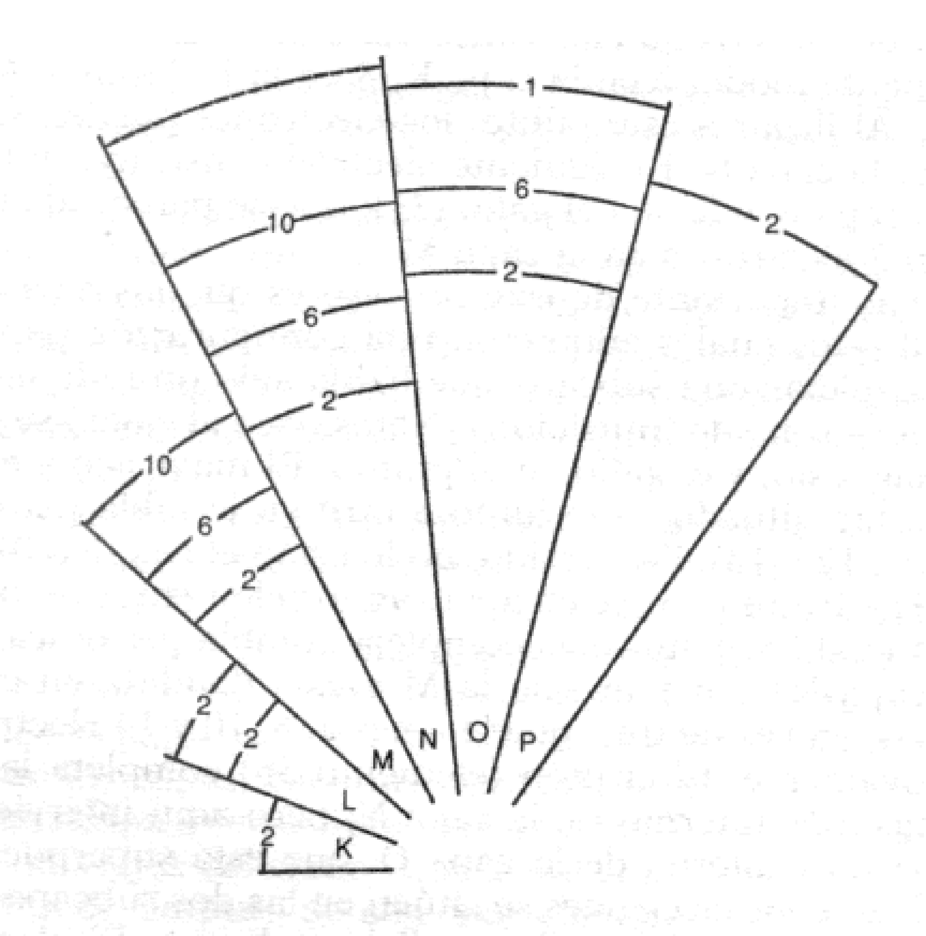


FIG. 6.3. *La representación esquemática de la imbricación de capas y subcapas electrónicas en el lantano. La subcapa más exterior de la capa N aún no ha sido completada.*

Finalmente, empezamos a comprender por qué son tan parecidos los elementos de tierras raras y algunos otros grupos de elementos de transición. El factor decisivo que diferencia a los elementos, por lo que respecta a sus propiedades químicas, es la configuración de electrones en su capa más externa. Por ejemplo, el carbono, con 4 electrones en su capa exterior, y el nitrógeno, con 5, son completamente distintos en sus propiedades. Por otra parte, las propiedades varían menos en las secuencias de elementos en que los electrones están destinados a completar sus subcapas más internas, mientras la capa más externa permanece inalterable. Así, son muy parecidos en su comportamiento químico el hierro, el cobalto y el níquel (elementos 26, 27 y 28), todos los cuales tienen la misma configuración electrónica en la capa más externa, una subcapa N llena con dos electrones. Sus diferencias en la configuración electrónica interna (en una subcapa M) están enmascaradas en gran parte por su similitud electrónica superficial. Y esto es más evidente aún en los elementos de tierras raras. Sus diferencias (en la capa N) quedan enterradas no bajo una, sino bajo dos configuraciones electrónicas externas (en las capas O y P), que en todos estos elementos son idénticas. Constituye una pequeña maravilla el hecho de que los elementos sean químicamente tan iguales como los guisantes en su vaina.

Como quiera que los metales de tierras raras tienen tan pocos usos y son tan difíciles de separar, los químicos hicieron muy pocos esfuerzos para conseguirlo, hasta que se logró fisionar el átomo de uranio. Luego, el separarlos se convirtió en una tarea muy urgente, debido a que las variedades radiactivas de alguno de estos elementos se encontraban entre los principales productos de la fisión, y en el proyecto de la bomba atómica era necesario separarlos e identificarlos rápida y claramente.

El problema fue resuelto en breve plazo con ayuda de una técnica química creada, en 1906, por el botánico ruso Mijaíl Seménovich Tswett, quien la denominó «cromatografía» («escritura en color»). Tswett descubrió que podía separar pigmentos vegetales químicamente muy parecidos haciéndolos pasar, en sentido descendente, a

través de una columna de piedra caliza en polvo, con ayuda de un disolvente. Tswett disolvió su mezcla de pigmentos vegetales en éter de petróleo y vertió esta mezcla sobre la piedra caliza. Luego incorporó disolvente puro. A medida que los pigmentos eran arrastrados por el líquido a través del polvo de piedra caliza, cada uno de ellos se movía a una velocidad distinta, porque su grado de adherencia al polvo era diferente. El resultado *fue* que se separaron en una serie de bandas, cada una de ellas de distinto color.

Al seguir lavando las sustancias separadas, iban apareciendo aisladas en el extremo inferior de la columna, de la que eran recogidas.

Durante muchos años, el mundo de la Ciencia ignoró el descubrimiento de Tswett, quizá porque se trataba sólo de un botánico y, además, ruso, cuando, a la sazón, eran bioquímicos alemanes las máximas figuras de la investigación sobre técnicas para separar sustancias difíciles de individualizar. Pero en 1931, un bioquímico, y precisamente alemán, Richard Willstátter, redescubrió el proceso, que entonces sí se generalizó. (Willstátter había recibido el premio Nobel de Química en 1915 por su excelente trabajo sobre pigmentos vegetales. Y, por lo que sabemos, Tswett no ha recibido honor alguno.)

La cromatografía a través de columnas de materiales pulverizados mostróse como un procedimiento eficiente para toda clase de mezclas, coloreadas o no. El óxido de aluminio y el almidón resultaron mejores que la piedra caliza para separar moléculas corrientes. Cuando se separan iones, el proceso se llama «intercambio de iones», y los compuestos conocidos con el nombre de zeolitas fueron los primeros materiales aplicados con este fin. Los iones de calcio y magnesio podrían ser extraídos del agua «dura», por ejemplo, vertiendo el agua a través de una columna de zeolita. Los iones de calcio y magnesio se adhieren a ella y son remplazados, en la solución, por iones de sodio que contiene la zeolita, de modo que al pie de la columna van apareciendo gotas de agua «blanda». Los iones de sodio de la zeolita deben ser remplazados de vez en cuando vertiendo en la columna una solución concentrada de sal corriente (cloruro sódico). En 1935 se perfeccionó el método al desarrollarse las «resinas intercambiadoras de iones», sustancias sintéticas que pueden ser creadas especialmente para el trabajo que se ha de realizar. Por ejemplo, ciertas resinas sustituyen los iones de hidrógeno por iones positivos, mientras que otras sustituyen iones hidroxilos por iones negativos. Una combinación de ambos tipos permitiría extraer la mayor parte de las sales del agua de mar. Cajitas que contenían esas resinas formaban parte de los equipos de supervivencia durante la Segunda Guerra Mundial.

El químico americano Frank Harold Spedding fue quien aplicó la cromatografía de intercambio de iones a la separación de las tierras raras. Descubrió que estos elementos salían de una columna de intercambio de iones en orden inverso a su número atómico, de modo que no sólo se separaban rápidamente, sino que también se identificaban. De hecho, el descubrimiento del promecio, el incógnito elemento 61, fue confirmado a partir de las pequeñas cantidades encontradas entre los productos de fisión.

Gracias a la cromatografía puede prepararse hasta 1 t de elementos de tierras raras purificados. Pero resulta que las tierras raras no son especialmente raras. En efecto, la más rara (a excepción del promecio) es más común que el oro o la plata, y las más corrientes —lantano, cerio y neodimio— abundan más que el plomo. En conjunto, los metales de tierras raras forman un porcentaje más importante de la corteza terrestre que el cobre y el estaño juntos. De aquí que los científicos sustituyeran el término «tierras raras» por el de «lantánidos», en atención al más importante de estos elementos. En realidad, los lantánidos individuales no han sido muy usados en el pasado, pero la finalidad de la separación actual ha multiplicado sus empleos y, hacia los años 1970, se usaban ya 12.000.000 de kilos. El mischmetal, una mezcla que consiste, principalmente, en cerio, lantano y neodimio, constituye las tres cuartas partes del peso de las piedras para mecheros de fumador. Una mezcla de óxidos se emplea como vidrio de pulimentar, y se añaden asimismo diferentes óxidos al vidrio para producir ciertas propiedades deseables. Algunas mezclas de europio e itrio se

emplean como fósforo sensible al rojo en los televisores de color, etcétera.

Los actínidos

Como una recompensa a los químicos y físicos por descifrar el misterio de las tierras raras, los nuevos conocimientos proporcionaron la clave de la Química de los elementos situados al final de la tabla periódica, incluyendo los creados por el hombre.

Esta serie de elementos pesados empiezan con el actinio, número 89. En la tabla está situado debajo del lantano. El actinio tiene 2 electrones en la capa Q, del mismo modo que el lantano tiene otros 2 en la capa P. El electrón 89 y último del actinio pasa a ocupar la capa P, del mismo modo que el 57 y último del lantano ocupa la capa O. Ahora se plantea este interrogante: Los elementos situados detrás del actinio, ¿siguen añadiendo electrones a la capa P y convirtiéndose así en elementos usuales de transición? ¿O, por el contrario, se comportan como los elementos situados detrás del lantano, cuyos electrones descienden para completar la subcapa omitida situada debajo? Si ocurre esto, el actinio puede ser el comienzo de una nueva serie de «metales de tierras raras».

Los elementos naturales de esta serie son el actinio, el torio, el protactinio y el uranio. No fueron ampliamente estudiados hasta 1940. Lo poco que se sabía sobre su química sugería que se trataba de elementos usuales de transición. Pero cuando se añadieron a la lista los elementos neptunio y plutonio —elaborados por el hombre— y se estudiaron detenidamente, mostraron un gran parecido químico con el uranio. Glenn Seaborg fue urgido a proponer que los elementos pesados estaban, de hecho, siguiendo la pauta lantánida y llenando y llenando el cuarto subhueco sin llenar del hueco O. Con el laurencio se ha ocupado este subhueco, y los quince actínidos existen, en perfecta analogía con los quince lantánidos. Una confirmación importante es que la cromatografía de intercambios de iones separa los actínidos en la misma forma que separa los lantánidos.

Los elementos 104 (ruterfordio) y 105 (hahnio) son *transactínidos* y, los químicos están del todo seguros al respecto, aparecen por debajo del hafnio y tantalio, los dos elementos que siguen a los lantánidos.

LOS GASES

Desde los comienzos de la Química se reconoció que podían existir muchas sustancias en forma de gas, líquido o sólido, según la temperatura. El agua es el ejemplo más común: a muy baja temperatura se transforma en hielo sólido, y si se calienta mucho, en vapor gaseoso. Van Helmont —el primero en emplear la palabra «gas»— recalcó la diferencia que existe entre las sustancias que son gases a temperaturas usuales, como el anhídrido carbónico, y aquellas que, al igual que el vapor, son gases sólo a elevadas temperaturas. Llamó «vapores» a estos últimos, por lo cual seguimos hablando «de vapor de agua», no de «gas de agua».

El estudio de los gases o vapores siguió fascinando a los químicos, en parte porque les permitía dedicarse a estudios cuantitativos. Las leyes que determinan su conducta son más simples y fáciles de establecer que las que gobiernan el comportamiento de los líquidos y los sólidos.

Licuefacción

En 1787, el físico francés Jacques-Alexandre-César Charles descubrió que, cuando se enfriaba un gas, cada grado de enfriamiento determinaba una contracción de su volumen aproximadamente igual a 1/273 del volumen que el mismo gas tenía a 0° C, y, a la inversa, cada grado de calentamiento provocaba una expansión del mismo valor. La expansión debida al calor no planteaba dificultades lógicas; pero si continuaba la disminución de volumen de acuerdo con la ley de Charles (tal como se la conoce hoy), al llegar a los -273° C, el gas desaparecería. Esta paradoja no pareció

preocupar demasiado a los químicos, pues se daban cuenta de que la ley de Charles no podía permanecer inmutable hasta llegar a temperaturas tan bajas, y, por otra parte, no tenían medio alguno de conseguir temperaturas lo suficientemente bajas como para ver lo que sucedía.

El desarrollo de la teoría atómica —que describía los gases como grupos de moléculas— presentó la situación en unos términos completamente nuevos. Entonces empezó a considerarse que el volumen dependía de la velocidad de las moléculas. Cuanto más elevada fuese la temperatura, a tanta mayor velocidad se moverían, más «espacio necesitarían para moverse» y mayor sería el volumen. Por el contrario, cuanto más baja fuese la temperatura, más lentamente se moverían, menos espacio necesitarían y menor sería el volumen. En la década de 1860, el físico británico William Thomson —que alcanzó la dignidad de par, como Lord Kelvin— sugirió que el contenido medio de energía de las moléculas era lo que disminuía en un índice del 1/273 por cada grado de enfriamiento. Si bien no podía esperarse que el volumen desapareciera por completo, la energía sí podía hacerlo. Según Thomson, a *-273° C,* la energía de las moléculas descendería hasta cero, y éstas permanecerían inmóviles. Por tanto, -273° C debe de ser la temperatura más baja posible. Así, pues, esta temperatura (establecida actualmente en -273,16° C, según mediciones más modernas) sería el «cero absoluto», o, como se dice a menudo, el «cero Kelvin». En esta escala absoluta, el punto de fusión del hielo es de 273 °K. En la figura 6.4 se representan las escalas Fahrenheit, centígrada y Kelvin.

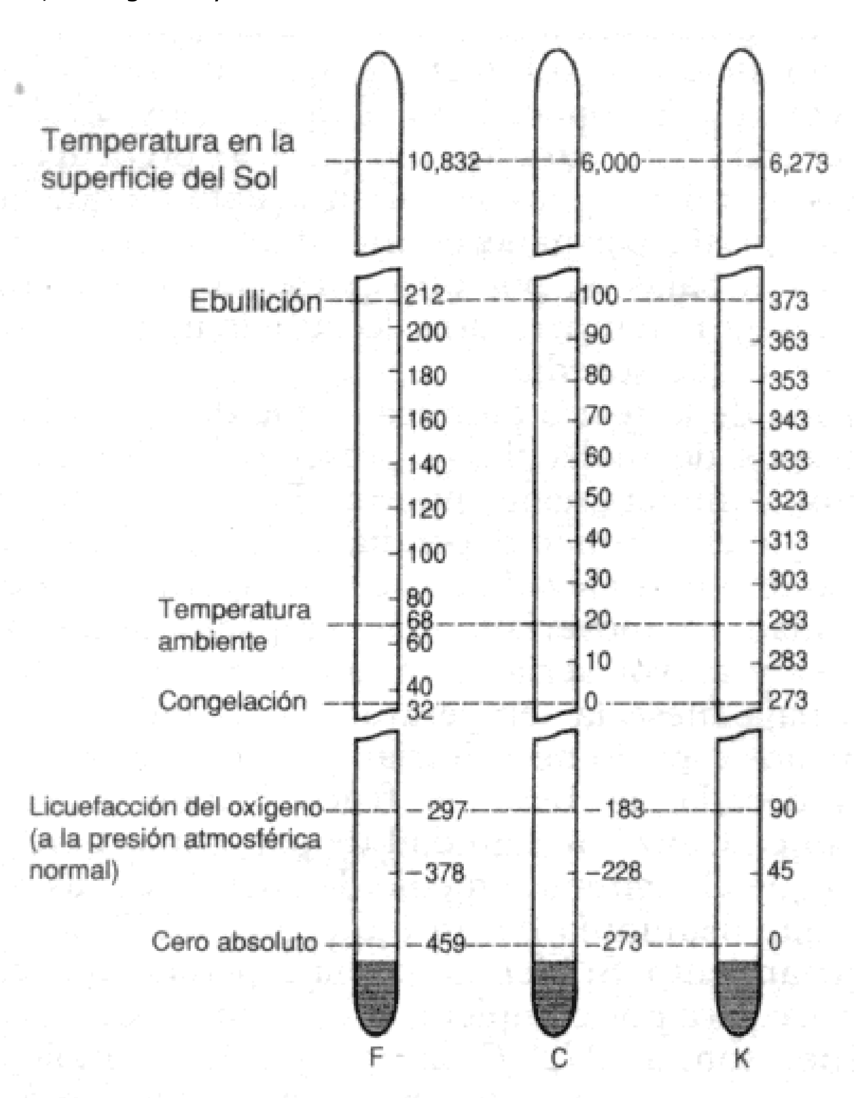


FIG. 6.4. *Comparación de las escalas termométricas Fahrenheit, Centígrada y Kelvin.*

Este punto de vista hace aún más seguro que los gases se licuefactarían a medida que

se aproximase el cero absoluto.

Con incluso menos energía disponible, las moléculas de gas requerirían tan poco sitio que se colapsarían unas en otras y entrarían en contacto. En otras palabras, se convertirían en líquidos, puesto que las propiedades de los líquidos se explican al suponer que consisten en moléculas en líquido, pero que las moléculas contienen aún energía suficiente como para deslizarse y quedar libres por encima, por debajo y para pasarse unas a otras. Por esta razón, los líquidos pueden verterse y cambiar fácilmente de forma para adaptarse a un recipiente en particular.

A medida que la energía continúa decreciendo con el descenso de la temperatura, las moléculas llegarán a poseer tan poco espacio para abrirse paso las unas a las otras, e incluso para ocupar alguna posición fijada en la que vibrar, que no pueden moverse. En otras palabras, el líquido se ha helado y convertido en sólido. Así le pareció claro a Kelvin que, a medida que uno se aproximaba al cero absoluto, todos los gases no sólo se licuefactarían sino que se congelarían.

Naturalmente, entre los químicos existía un deseo de demostrar lo exacto de la sugerencia de Kelvin, haciendo descender la temperatura hasta el punto donde todos los gases se licuefactarían en primer lugar, y luego se congelarían, de la forma en que se consigue el cero absoluto. (Existe aquí algo respecto de un horizonte lejano que llama para su conquista.)

Los científicos habían estado explorando los extremos del frío mucho antes de que Kelvin hubiese definido el último objetivo. Michael Faraday descubrió que, incluso a temperaturas ordinarias, algunos gases se licuefacían bajo presión. Empleó un fuerte tubo de vidrio inclinado en forma de bumerán. En el extremo cerrado, colocó una sustancia que podría contener el gas tras el que iba. Luego, cerró el extremo abierto. El extremo con la materia sólida lo situó en agua caliente, con lo que se liberó el gas en una cantidad cada vez más creciente, y, puesto que el gas se hallaba confinado dentro del tubo, desarrolló una presión cada vez mayor. El otro extremo del tubo lo mantuvo Faraday en un cubilete lleno de hielo picado. En ese extremo, el gas se hallaría sometido tanto a una presión elevada como a baja temperatura, y se licuaría. En 1823, Faraday licuefacto de esta forma el gas cloro. El punto normal de licuefacción del cloro es de -34,5° C (238,7° K).

En 1835, un químico francés, C. S. A. Thilorier, empleó el método de Faraday para formar dióxido de carbono líquido bajo presión, empleando cilindros metálicos, que podrían soportar mayores presiones que los tubos de vidrio. Preparó dióxido de carbono líquido en considerable cantidad y luego lo dejó escapar del tubo a través de una estrecha boquilla.

Naturalmente, en esas condiciones, el dióxido de carbono líquido, expuesto a las temperaturas normales se evaporaría con rapidez. Cuando un líquido se evapora, sus moléculas se separan de aquellas de las que está rodeado, a fin de convertirse en entidades singulares que se muevan con libertad. Las moléculas de un líquido tienen una fuerza de atracción entre sí, y el conseguir liberarse de la atracción es algo que requiere energía. Si la evaporación es rápida, no hay tiempo para que suficiente energía (en forma de calor) entre en el sistema, y la única restante fuente de energía para alimentar la evaporación es el líquido en sí. Por tanto, cuando el líquido se evapora rápidamente, la temperatura del líquido residual disminuye.

(Este fenómeno es algo experimentado por nosotros, puesto que el cuerpo humano siempre transpira ligeramente, y la evaporación de la fina capa de agua de nuestra piel retira calor de esa piel y nos mantiene frescos. Cuanto más calor hace, como es natural, más sudamos, y si el aire es húmedo y esa evaporación no puede tener lugar, la transpiración se recoge en nuestro cuerpo y nos llegamos a sentir incluso incómodos. El ejercicio, al multiplicar las reacciones productoras de calor dentro de nuestro cuerpo, también incrementa la transpiración, y asimismo nos encontramos incómodos en condiciones de humedad.)

Cuando Thilorier (para volver a él) permitió al dióxido de carbono evaporarse, la

temperatura del líquido descendió a medida que tenía lugar la evaporación, hasta que el dióxido de carbono se congeló. Por primera vez se había conseguido formar dióxido de carbono.

El dióxido de carbono líquido es estable sólo bajo presión. El dióxido de carbono sólido expuesto a condiciones ordinarias se *sublima,* es decir, se evapora directamente a gas sin fundirse. El punto de sublimación del dióxido de carbono sólido es de -78,5° C (194,7° K).

El dióxido de carbono sólido tiene la apariencia de hielo empañado (aunque está mucho más frío), y dado que no forma un líquido se le ha llamado *hielo seco.* Cada año se producen unas 400.000 toneladas del mismo, y la mayor parte se emplea para preservar los alimentos a través de la refrigeración.

El enfriamiento por evaporación revolucionó la vida humana. Con anterioridad al siglo XIX, el hielo, cuando estaba disponible, podía emplearse para conservar los alimentos. El hielo debía recogerse en invierno y guardarse, bajo aislamiento, durante el verano; o bien había que bajarlo desde las montañas. En el mejor de los casos era un proceso tedioso y difícil, y la mayoría de la gente debía improvisarlo en verano (o con el calor de todo el año, pongamos por caso).

Ya en 1755, el químico escocés William Cullen había producido hielo al formar un vacío sobre ciertas cantidades de agua, ayudando a la rápida evaporación, que enfriaba el agua hasta el punto de congelación. Naturalmente, esto no podía competir con el hielo natural. Ni tampoco el proceso podía usarse indirectamente de una forma simple para enfriar los alimentos, puesto que se formaría hielo y obstruiría los conductos.

En la actualidad, un gas apropiado se licuefacta con un compresor y se le hace alcanzar la temperatura deseada. A continuación se le obliga a circular por un serpentín en torno a una cámara en donde se encuentran los alimentos. A medida que se evapora, retira el calor de la cámara. El gas que sale es de nuevo licuefactado por un compresor, se le enfría y se le hace circular. El proceso es continuo, y el calor es bombeado fuera de la cámara cerrada hasta la atmósfera exterior. El resultado es un *frigorífico,* que ha remplazado a las viejas *neveras de hielo.*

En 1834, un inventor norteamericano, Jacob Perkins, patentó (en Gran Bretaña) el empleo del éter como refrigerante. Otros gases, como el amoníaco y el dióxido de azufre empezaron también a emplearse. Todos estos refrigerantes tenían la desventaja de ser venenosos o inflamables. Sin embargo, en 1930, el químico estadounidense Thomas Midgley descubrió el diclorodifluormetano (CF_2Cl_2), mucho más conocido bajo su nombre registrado de «Freón». No es tóxico (como demostró Midgley llenándose de él los pulmones en público), es ininflamable y se adecúa a la perfección a estas funciones. Con el freón, la refrigeración doméstica se convirtió en algo extendido y popular.

(Aunque el freón y otros *fluorocarbonos* han demostrado en todo momento ser inofensivos para los seres humanos, las dudas comenzaron a presentarse, en la década de 1970, respecto a su efecto sobre la ozonosfera, tal y como se ha descrito en el capítulo anterior.)

La refrigeración también se aplica, moderadamente, en unos volúmenes mayores en el *acondicionamiento del aire,* así llamado porque el aire se *acondiciona,* es decir, se filtra y se deshumidifica. La primera unidad práctica de acondicionamiento del aire se diseñó en 1902 por el inventor norteamericano Willis Haviland Carrier y, después de la Segunda Guerra Mundial, el aire acondicionado se ha convertido en algo ampliamente difundido en las ciudades norteamericanas y de otros países.

Volvamos de nuevo a Thilorier. Añadió dióxido de carbono sólido en un líquido llamado *dietiléter* (más conocido hoy como anestésico, véase capítulo 11). El dietiléter tiene un punto bajo de ebullición y se evapora con rapidez. Entre él y la baja temperatura del dióxido de carbono sólido, que se sublima, se consigue una temperatura de -110° C (163,2° K).

En 1845, Faraday volvió a la tarea de licuefactar gases bajo el efecto combinado de la baja temperatura y de la alta presión, empleando dióxido de carbono sólido y el dietiléter como mezcla enfriante. A pesar de esta mezcla y del empleo de unas presiones más elevadas que antes, había seis gases que no se licuefactaban. Se trataba del hidrógeno, el oxígeno, el nitrógeno, el monóxido de carbono, el óxido nítrico y el metano, por lo que les llamó *gases permanentes.* A esta lista podemos añadir cinco gases más que Faraday no conocía en su época. Uno de ellos era el flúor, y los otros cuatro son los gases nobles: helio, neón, argón y criptón.

Sin embargo, en 1869 el físico irlandés Thomas Andrews dedujo a partir de sus experimentos que todo gas poseía una *temperatura crítica* por encima de la cual no se podía licuefactar, ni siquiera bajo presión. Esta presunción fue más tarde vertida en una firme base teórica por el físico neerlandés Johannes van der Waals quien, como resultado de todo esto, consiguió el premio Nobel de Física en 1910.

Por lo tanto, para licuefactar cualquier gas se ha de estar seguro de que se trabaja a unas temperaturas por debajo del valor crítico, o en otro caso todo constituirá algo baldío. Se hicieron grandes esfuerzos para alcanzar unas temperaturas aún más bajas para conquistar a estos tozudos gases. Un método en *cascada* —bajar la temperatura paso a paso— demostró ser el truco mejor. En primer lugar, el dióxido de azufre licuefactado, enfriado a través de la evaporación, se empleó para licuefactar el dióxido de carbono; a continuación, el dióxido de carbono líquido se empleó para licuar un gas más resistente, etcétera. En 1977, el físico suizo Raoul Pictet consiguió finalmente licuefactar oxígeno, a una temperatura de -140° C (133° K) y a una presión de 500 atmósferas (21.000 kg/cm^2). El físico francés Louis Paul Caitellet, aproximadamente en la misma época, licuefacto no sólo el oxígeno sino también el nitrógeno y el monóxido de carbono. Naturalmente, esos líquidos hicieron posible el seguir adelante y el conseguir unas temperaturas aún más bajas. El punto de licuefacción del oxígeno a la presión ordinaria del aire se demostró a su debido tiempo que era la de -183° C (90° K), la del monóxido de carbono, -190° C (83° K), y la del nitrógeno, -195° C (78° K).

En 1895, el ingeniero químico inglés William Hampson y el físico alemán Karl von Linde, independientemente, idearon una forma de licuefactar el aire a gran escala. El aire era primero comprimido y enfriado a temperaturas ordinarias. Luego se le dejaba expansionar y, en el proceso, quedaba por completo helado. Este aire helado se empleaba para bañar un contenedor de aire comprimido hasta que quedaba del todo frío. El aire comprimido se dejaba expansionar a continuación, con lo que se volvía aún más frío. Se repitió el proceso, consiguiendo cada vez un aire más y más frío, hasta que se licuefacto.

El aire líquido, en gran cantidad y barato, se separó con facilidad en oxígeno y nitrógeno líquidos. El oxígeno podía emplearse en lámparas de soldar y para fines médicos; el nitrógeno, también resultaba útil en estado inerte.

Así, las lámparas de incandescencia llenas de nitrógeno permitieron que los filamentos permaneciesen a unas temperaturas al rojo blanco durante mayores períodos de tiempo, antes de que la lenta evaporación del metal las destruyese, que de haber estado los mismos filamentos en bombillas a las que se hubiese hecho el vacío. El aire líquido podía emplearse asimismo como fuente para unos componentes menores, tales como el argón y otros gases nobles.

El hidrógeno resistió todos los esfuerzos para licuefactarlo hasta 1900. El químico escocés James Dewar llevó a cabo esta proeza al recurrir a una nueva estratagema. Lord Kelvin (William Thomson) y el físico inglés James Prescott Joule habían mostrado que, incluso en estado gaseoso, un gas podía enfriarse, simplemente, permitiéndole expansionarse e impidiendo que el calor se filtre en el gas desde el exterior, siempre y cuando la temperatura sea lo suficientemente baja como para iniciar el proceso. Entonces, Dewar enfrió el hidrógeno comprimido hasta una temperatura de -200° C en una vasija rodeada de nitrógeno líquido, dejando que este superfrígido hidrógeno se expansionase y se enfriara aún más, repitiendo el ciclo una y otra vez, haciendo pasar el hidrógeno cada vez más frío por unos conductos. El hidrógeno comprimido, sometido a este *efecto Joule-Thomson,* se hizo finalmente líquido a una temperatura de unos -

240° C (33° K). A temperaturas aún inferiores, Dewar consiguió obtener hidrógeno sólido.

Para conservar estos líquidos superenfriados, ideó unos frascos especiales revestidos de plata. Se les dotó de una doble pared en medio de la cual se había hecho el vacío. El calor no se pierde (o se gana) a través del vacío más que con ayuda de un proceso comparativamente lento de radiación, y el revestimiento de plata reflejaba la radiación entrante (o, pongamos por caso, saliente). Esos *frascos Dewar* son el antepasado directo de los termos domésticos.

Combustible de cohetes

Con la llegada de los cohetes, los gases licuefactados consiguieron niveles aún mayores de popularidad. Los cohetes requerían una reacción química en extremo rápida, que contuviese grandes cantidades de energía. El tipo más conveniente de combustible era uno líquido, como el alcohol o el queroseno, y oxígeno líquido. El oxígeno, o algún agente oxidante alternativo, debe llevarse en el cohete en todo caso, porque el cohete queda desprovisto de cualquier suplemento natural de oxígeno cuando abandona la atmósfera. Y el oxígeno no debe encontrarse en forma líquida, puesto que los líquidos son más densos que los gases, y puede albergarse en los depósitos de combustible más oxígeno en forma líquida que en forma gaseosa. Por consiguiente, el oxígeno líquido ha sido muy solicitado para todo lo relacionado con los cohetes.

La efectividad de una mezcla de combustible y oxidante se mide por el llamado «impulso específico» el cual representa el número de kilos de empuje producidos por la combustión de 1 kg de la mezcla de combustible-oxidante por segundo. Para una mezcla de queroseno y oxígeno, el impulso específico es igual a 121. Puesto que la carga máxima que un cohete puede transportar depende del impulso específico, se buscaron combinaciones más eficaces. Desde este punto de vista, el mejor combustible químico es el hidrógeno líquido. Combinado con oxígeno líquido, puede dar un impulso específico igual a 175 aproximadamente. Si el ozono o el flúor líquidos pudiesen usarse igual que el oxígeno, el impulso específico podría elevarse hasta 185.

Ciertos metales ligeros, como el litio, el boro, el magnesio, el aluminio y, particularmente, el berilio, liberan más energía o se combinan con más oxígeno de lo que hace incluso el hidrógeno. Sin embargo, algunos de ellos son raros, y todos implican dificultades técnicas en su quemado, dificultades provenientes de la carencia de humos, de los depósitos de óxido, etcétera.

También existen combustibles sólidos que hacen las veces de sus propios oxidantes (como la pólvora, que fue el primer propelente de los cohetes, pero mucho más eficiente). Tales combustibles se denominan *monopropelentes,* puesto que no necesitan recurrir al suplemento o al oxidante y son por sí mismos el propelente requerido. Los combustibles que también precisan de oxidantes son los *bipropelentes.* Los monopropelentes se guardan y utilizan con facilidad, y arden de una forma rápida pero controlada. La dificultad principal radica, probablemente, en desarrollar un monopropelente con un impulso específico que se aproxime al de los bipropelentes.

Otra posibilidad la constituye el hidrógeno atómico, como el que empleó Langmuir en su soplete. Se ha calculado que el motor de un cohete que funcionase mediante la recombinación de átomos de hidrógeno para formar moléculas, podría desarrollar un impulso específico de más de 650. El problema principal radica en cómo almacenar el hidrógeno atómico. Hasta ahora, lo más viable parece ser un rápido y drástico enfriamiento de los átomos libres, inmediatamente después de formarse éstos. Las investigaciones realizadas en el «National Bureau of Standards» parecen demostrar que los átomos de hidrógeno libre quedan mejor preservados si se almacenan en un material sólido a temperaturas extremadamente bajas —por ejemplo, oxígeno congelado o argón—. Si se pudiese conseguir que apretando un botón —por así decirlo— los gases congelados empezasen a calentarse y a evaporarse, los átomos de hidrógeno se liberarían y podrían recombinarse. Si un sólido de este tipo pudiese conservar un 10 % de su peso en átomos libres de hidrógeno, el resultado sería un

combustible mejor que cualquiera de los que poseemos actualmente. Pero, desde luego, la temperatura tendría que ser muy baja, muy inferior a la del hidrógeno líquido. Estos sólidos deberían ser mantenidos a temperaturas de -272° C, es decir, a un solo grado por encima del cero absoluto.

Otra solución radica en la posibilidad de impulsar los iones en sentido retrógrado (en vez de los gases de salida del combustible quemado). Cada uno de los iones, de masa pequeñísima, produciría impulsos pequeños, pero continuados, durante largos períodos de tiempo. Así, una nave colocada en órbita por la fuerza potente —aunque de breve duración— del combustible químico, podría, en el espacio —medio virtualmente libre de fricción—, ir acelerando lentamente, bajo el impulso continuo de los iones, hasta alcanzar casi la velocidad de la luz. El material más adecuado para tal impulso iónico es el cesio, la sustancia que más fácilmente puede ser forzada a perder electrones y a formar el ion de cesio. Luego puede crearse un campo eléctrico para acelerar el ion de cesio y dispararlo por el orificio de salida del cohete.

Superconductores y superfluidos

Pero volvamos al mundo de las bajas temperaturas. Ni siquiera la licuefacción y la solidificación del hidrógeno constituyen la victoria final. En el momento en que se logró dominar el hidrógeno, se habían descubierto ya los gases inertes, el más ligero de los cuales, el helio, se convirtió en un bastión inexpugnable contra la licuefacción a las más bajas temperaturas obtenibles. Finalmente, en 1908, el físico holandés Heike Kammerlingh Onnes consiguió dominarlo. Dio un nuevo impulso al sistema Dewar. Empleando hidrógeno líquido, enfrió bajo presión el gas de helio hasta -255° C aproximadamente y luego dejó que el gas se expandiese para enfriarse aún más. Este método le permitió licuar el gas. Luego, dejando que se evaporase el helio líquido, consiguió la temperatura a la que podía ser licuado el helio bajo una presión atmosférica normal, e incluso a temperaturas de hasta -272,3° C. Por su trabajo sobre las bajas temperaturas, Onnes recibió el premio Nobel de Física en 1913. (Hoy es algo muy simple la licuefacción del helio. En 1947, el químico americano Samuel Cornette Collins inventó el «criostato», con el cual, por medio de compresiones y expansiones alternativas, puede producir hasta 34 litros de helio líquido por hora.) Sin embargo, Onnes hizo mucho más que obtener nuevos descensos en la temperatura. Fue el primero en demostrar que a estos niveles existían propiedades únicas de la materia.

Una de estas propiedades es el extraño fenómeno denominado «superconductividad». En 1911, Onnes estudió la resistencia eléctrica del mercurio a bajas temperaturas. Esperaba que la resistencia a una corriente eléctrica disminuiría constantemente a medida que la desaparición del calor redujese las vibraciones normales de los átomos en el metal. Pero a -268,88° C desapareció súbitamente la resistencia eléctrica del mercurio. Una corriente eléctrica podía cruzarlo sin pérdida alguna de potencia. Pronto se descubrió que otros metales podían también transformarse en superconductores. Por ejemplo, el plomo lo hacía a -265,78° C. Una corriente eléctrica de varios centenares de amperios —aplicada a un anillo de plomo mantenido en dicha temperatura por medio del helio líquido— siguió circulando a través de este anillo durante dos años y medio, sin pérdida apreciable de intensidad.

A medida que descendían las temperaturas, se iban añadiendo nuevos metales a la lista de los materiales superconductores. El estaño se transformaba en superconductor a los -269,27° C; el aluminio, a los -271,80° C; el uranio, a los -272,2° C; el titanio, a los -272,47° C; el hafnio, a los -272,65° C. Pero el hierro, níquel, cobre, oro, sodio y potasio deben de tener un punto de transición mucho más bajo aún —si es que realmente pueden ser transformados en superconductores—, porque no se han podido reducir a este estado ni siquiera a las temperaturas más bajas alcanzadas. El punto más alto de transición encontrado para un metal es el del tecnecio, que se transforma en superconductor por debajo de los -261,8° C.

Un líquido de bajo punto de ebullición retendrá fácilmente las sustancias inmersas en él a su temperatura de ebullición. Para conseguir temperaturas inferiores se necesita un líquido cuyo punto de ebullición sea aún menor. El hidrógeno líquido hierve a -252,6° C, y sería muy útil encontrar una sustancia superconductora cuya temperatura

de transición fuera, por lo menos, equivalente. Sólo tales condiciones permiten estudiar la superconductividad en sistemas refrigerados por el hidrógeno líquido. A falta de ellas, será preciso utilizar, como única alternativa, un líquido cuyo punto de ebullición sea bajo, por ejemplo, el helio líquido, elemento mucho más raro, más costoso y de difícil manipulación. Algunas aleaciones, en especial las que contienen niobio, poseen unas temperaturas de transición más elevadas que las de cualquier metal puro. En 1968 se encontró, por fin, una aleación de niobio, aluminio y germanio, que conservaba la superconductividad a -252° C. Esto hizo posible la superconductividad a temperaturas del hidrógeno líquido, aunque con muy escaso margen. E inmediatamente se presentó, casi por sí sola, una aplicación útil de la superconductividad en relación con el magnetismo. Una corriente eléctrica que circula por un alambre arrollado en una barra de hierro, crea un potente campo magnético; cuanto mayor sea la corriente, tanto más fuerte será el campo magnético. Por desgracia, también cuanto mayor sea la corriente, tanto mayor será el calor generado en circunstancias ordinarias, lo cual limita considerablemente las posibilidades de tal aplicación. Ahora bien, la electricidad fluye sin producir calor en los alambres superconductores, y, al parecer, en dichos alambres se puede comprimir la corriente eléctrica para producir un «electroimán» de potencia sin precedentes con sólo una fracción de la fuerza que se consume en general. Sin embargo, hay un inconveniente.

En relación con el magnetismo, se ha de tener en cuenta otra característica, además de la superconductividad. En el momento en que una sustancia se transforma en superconductora, se hace también perfectamente «diamagnética», es decir, excluye las líneas de fuerza de un campo magnético. Esto fue descubierto por W. Meissner en 1933, por lo cual se llama desde entonces «efecto Meissner». No obstante, si se hace el campo magnético lo suficientemente fuerte, puede destruirse la superconductividad de la sustancia, incluso a temperaturas muy por debajo de su punto de transición. Es como si, una vez concentradas en los alrededores las suficientes líneas de fuerza, algunas de ellas lograran penetrar en la sustancia y desapareciese la superconductividad.

Se han realizado varias pruebas con objeto de encontrar sustancias superconductoras que toleren potentes campos magnéticos. Por ejemplo, hay una aleación de estaño y niobio con una elevada temperatura de transición: -255° C. Puede soportar un campo magnético de unos 250.000 gauss, lo cual, sin duda, es una intensidad elevada. Aunque este descubrimiento se hizo en 1954, hasta 1960 no se perfeccionó el procedimiento técnico para fabricar alambres con esta aleación, por lo general, quebradiza. Todavía más eficaz es la combinación de vanadio y galio, y se han fabricado electroimanes superconductores con intensidades de hasta 500.000 gauss.

En el helio se descubrió también otro sorprendente fenómeno a bajas temperaturas: la «superfluidez».

El helio es la única sustancia conocida que no puede ser llevada a un estado sólido, ni siquiera a la temperatura del cero absoluto. Hay un pequeño contenido de energía irreductible, incluso al cero absoluto, que, posiblemente, no puede ser eliminada (y que, de hecho, su contenido en energía es «cero»); sin embargo, basta para mantener libres entre sí los extremadamente «no adhesivos» átomos de helio y, por tanto, líquidos. En 1905, el físico alemán Hermann Walther Nernst demostró que no es la energía de las sustancias la que se convierte en cero en el cero absoluto, sino una propiedad estrechamente vinculada a la misma: la «entropía». Esto valió a Nernst el premio Nobel de Química en 1920. Sea como fuere, esto no significa que no exista helio sólido en ninguna circunstancia. Puede obtenerse a temperaturas inferiores a 0,26° C y a una presión de 25 atmósferas aproximadamente. En 1935, Willem Hendrik Keeson y su hermana, que trabajaban en el «Laboratorio Onnes», de Leiden, descubrieron que, a la temperatura de -270,8° C el helio líquido conducía el calor casi perfectamente. Y lo conduce con tanta rapidez, que cada una de las partes de helio está siempre a la misma temperatura. No hierve —como lo hace cualquier otro líquido en virtud de la existencia de áreas puntiformes calientes, que forman burbujas de vapor— porque en el helio líquido no existen tales áreas (si es que puede hablarse de las mismas en un líquido cuya temperatura es de menos de -271 °C). Cuando se evapora, la parte superior del líquido simplemente desaparece, como si se descamara

en finas láminas, por así decirlo.

El físico ruso Peter Leonidovich Kapitza siguió investigando esta propiedad y descubrió que si el helio era tan buen conductor del calor se debía al hecho de que fluía con notable rapidez y transportaba casi instantáneamente el calor de una parte a otra de sí mismo (por lo menos, doscientas veces más rápido que el cobre, el segundo mejor conductor del calor). Fluiría incluso más fácilmente que un gas, tendría una viscosidad de sólo 1/1.000 de la del hidrógeno gaseoso y se difundiría a través de unos poros tan finos, que podrían impedir el paso de un gas. Más aún, este líquido superfluido formaría una película sobre el cristal y fluiría a lo largo de éste tan rápidamente como si pasase a través de un orificio. Colocando un recipiente abierto, que contuviera este líquido, en otro recipiente mayor, pero menos lleno, el fluido rebasaría el borde del cristal y se desplazaría al recipiente exterior, hasta que se igualaran los niveles de ambos recipientes.

El helio es la única sustancia que muestra este fenómeno de superfluidez. De hecho, el superfluido se comporta de forma tan distinta al helio cuando está por encima de los -270,8° C que se le ha dado un nombre especial: helio II, para distinguirlo del helio líquido cuando se halla por encima de dicha temperatura, y que se denomina helio I.

Sólo el helio permite investigar las temperaturas cercanas al cero absoluto, por lo cual se ha convertido en un elemento muy importante, tanto en la ciencias puras como en las aplicadas. La cantidad de helio que contiene la atmósfera es despreciable, y las fuentes más importantes son los pozos de gas natural, de los cuales escapa a veces el helio, formado a partir de la desintegración del uranio y el torio en la corteza terrestre. El gas del pozo más rico que se conoce (en Nuevo México) contiene un 7,5 % de helio.

Criogenia

Sorprendidos por los extraños fenómenos descubiertos en las proximidades del cero absoluto, los físicos, naturalmente, han realizado todos los esfuerzos imaginables por llegar lo más cerca posible del mismo y ampliar sus conocimientos acerca de lo que hoy se conoce con el nombre de «criogenia». En condiciones especiales, la evaporación del helio líquido puede dar temperaturas de hasta -272,5° C. (Tales temperaturas se miden con ayuda de métodos especiales, en los cuales interviene la electricidad, así, por la magnitud de la corriente generada en un par termoeléctrico; la resistencia de un cable hecho de algún metal no superconductor; los cambios en las propiedades magnéticas, e incluso la velocidad del sonido del helio. La medición de temperaturas extremadamente bajas es casi tan difícil como obtenerlas.) Se han conseguido temperaturas sustancialmente inferiores a los -272,5° C gracias a una técnica que empleó por primera vez, en 1925, el físico holandés Peter Joseph Wilhelm Debye. Una sustancia «paramagnética» —es decir, que concentra las líneas de fuerza magnética— se pone casi en contacto con el helio líquido, separado de éste por gas de helio, y la temperatura de todo el sistema se reduce hasta -272° C. Luego se coloca el sistema en un campo magnético. Las moléculas de la sustancia paramagnética se disponen paralelamente a las líneas del campo de fuerza, y al hacerlo desprenden calor, calor que se extrae mediante una ligera evaporación del helio ambiente. Entonces se elimina el campo magnético. Las moléculas paramagnéticas adquieren inmediatamente una orientación arbitraria. Al pasar de una orientación ordenada a otra arbitraria, las moléculas han de absorber calor, y lo único que puede hacer es absorberlo del helio líquido. Por tanto, desciende la temperatura de éste.

Esto puede repetirse una y otra vez, con lo cual desciende en cada ocasión la temperatura del helio líquido. La técnica fue perfeccionada por el químico americano William Francis Giauque, quien recibió el premio Nobel de Química en 1949 por estos trabajos. Así, en 1957 se alcanzó la temperatura de -272,99998° C.

En 1962, el físico germano-británico Heinz London y sus colaboradores creyeron posible emplear un nuevo artificio para obtener temperaturas más bajas aún. El helio se presenta en dos variantes: helio 3 y helio 4. Por lo general, ambas se mezclan perfectamente, pero cuando las temperaturas son inferiores a los -272,2° C, más o menos, los dos elementos se disocian, y el helio 3 sobrenada. Ahora bien, una porción

de helio 3 permanece en la capa inferior con el helio 4, y entonces se puede conseguir que el helio 3 suba y baje repetidamente a través de la divisoria, haciendo descender cada vez más la temperatura, tal como ocurre con los cambios de liquidación y vaporización en el caso de refrigerantes corrientes tipo freón. En 1965 se construyeron en la Unión Soviética los primeros aparatos refrigeradores en los que se aplicó este principio.

En 1950, el físico ruso Isaak Yakovievich Pomeranchuk propuso un método de refrigeración intensa, en el que se aplicaban otras propiedades del helio 3. Por su parte, el físico británico de origen húngaro, Nicholas Kurti, sugirió, ya en 1934, el uso de propiedades magnéticas similares a las que aprovechara Giauque, si bien circunscribiendo la operación al núcleo atómico —la estructura más recóndita del átomo—, es decir, prescindiendo de las moléculas y los átomos completos.

Como resultado del empleo de esas nuevas técnicas, han llegado a conseguir temperaturas tan bajas como de 0,000001 ° K. Y, dado que los físicos se encuentran a una millonésima de grado del cero absoluto, ¿no podrían desembarazarse de la pequeña entropía que queda y, finalmente, llegar a la marca del 0° K absoluto?

¡No! El cero absoluto es inalcanzable, como demostró Nernst a través de su premio Nobel ganado al tratar de este tema (en ocasiones se denomina a esto *tercera ley de la termodinámica).* En cualquier descenso de temperatura, sólo parte de la entropía puede eliminarse. En general, eliminar la mitad de la entropía de un sistema es igualmente difícil, sin tener en cuenta cuál sea su total. Así resulta tan difícil avanzar desde los 300° K (más o menos la temperatura ambiente) hasta los 150° K (algo más frío que cualquier temperatura reinante en la Antártida), que desde 20° K a 10° K. Resulta igual de difícil avanzar desde los 10° K hasta los 5° K, y desde los 5° K hasta los 2,5° K, etc. Al haber alcanzado una millonésima de grado por encima del cero absoluto, la tarea de avanzar más allá, hasta la mitad de una millonésima de grado resulta tan difícil como el bajar de 300° K a 150° K, y si se consiguiese, sería una tarea igualmente difícil el avanzar desde media millonésima de grado hasta una cuarta parte de millonésima de grado, y así indefinidamente. El cero absoluto se encuentra a una distancia infinita, sin tener en cuenta lo cerca que parezca que nos aproximamos.

Digamos a este respecto que los estadios finales de la búsqueda del cero absoluto se han conseguido a partir de un estudio atento del helio 3. El helio 3 es una sustancia en extremo rara. El helio en sí no es muy común en la Tierra, y cuando se aisló sólo 13 átomos de cada 10.000.000 son de helio 3, y el resto es helio 4.

El helio 3 es en realidad un átomo más simple que el helio 4, y sólo posee las tres cuartas partes de la masa de la variedad más frecuente. El punto de licuefacción del helio 3 es de 3,2° K, un grado más por debajo que el helio 4. Y lo que es más, al principio se creyó que, dado que el helio 4 se hace superfluido a temperaturas por debajo de 2,2° K, el helio 3 (una molécula menos simétrica, aunque sea más simpie) no muestra señales de superfluidez en absoluto. Era sólo necesario seguir intentándolo. En 1972, se descubrió que el helio 3 cambia a una forma de helio II superfluido líquido a temperaturas por debajo de 0,0025° K.

Altas presiones

Uno de los nuevos horizontes científicos abiertos por los estudios de la licuefacción de gases fue el desarrollo del interés por la obtención de altas presiones. Parecía que sometiendo a grandes presiones diversos tipos de materia (no sólo los gases), podría obtenerse una información fundamental sobre la naturaleza de la materia y sobre el interior de la Tierra. Por ejemplo, a una profundidad de 11 km, la presión es de 1.000 atmósferas; a los 643 km, de 200.000 atmósferas; a los 3.218 km de 1.400.000 atmósferas, y en el centro de la Tierra, a más de 6.400 km de profundidad, alcanza los 3.000.000 de atmósferas. (Por supuesto que la Tierra es un planeta más bien pequeño. Se calcula que las presiones centrales en Saturno son de más de 50 millones de atmósferas, y en el coloso Júpiter, de 100 millones.)

La presión más alta que podía obtenerse en los laboratorios del siglo XIX era de 3.000

atmósferas, conseguidas por E. H. Amagat en la década de 1880. Pero en 1905, el físico americano Percy Williams Bridgman empezó a elaborar nuevos métodos, que pronto permitieron alcanzar presiones de 20.000 atmósferas e hicieron estallar las pequeñas cámaras de metal que empleaba para sus experimentos. Siguió probando con materiales más sólidos, hasta conseguir presión de hasta más de 1.000.000 de atmósferas. Por sus trabajos en este campo, recibió el premio Nobel de Física en 1946.

Estas presiones ultraelevadas permitieron a Bridgman forzar a los átomos y moléculas de una sustancia a adoptar agrupaciones más compactas, que a veces se mantenían una vez eliminada la presión. Por ejemplo, convirtió el fósforo amarillo corriente —mal conductor de la electricidad— en fósforo negro, una forma de fósforo conductora. Logró sorprendentes cambios, incluso en el agua. El hielo normal es menos denso que el agua líquida. Utilizando altas presiones, Bridgman produjo una serie de hielos («hielo-II», «hielo-III», etc.), que no sólo eran más densos que el líquido, sino que eran hielo sólo a temperaturas muy por encima del punto normal de congelación del agua. El hielo-VII es un sólido a temperaturas superiores a la del punto de ebullición del agua.

La palabra «diamante» es la más sugestiva en el mundo de las altas presiones. Como sabemos, el diamante es carbón cristalizado, igual que el grafito. (Cuando aparece un elemento en dos formas distintas, estas formas se llaman «alótropas». El diamante y el grafito constituyen los ejemplos más espectaculares de este fenómeno. Otros ejemplos los tenemos en el ozono y el oxígeno corriente.) La naturaleza química del diamante la demostraron por vez primera, en 1772, Lavoisier y algunos químicos franceses colegas suyos. Compraron un diamante y procedieron a calentarlo a temperaturas lo suficientemente elevadas como para quemarlo. Descubrieron que el gas resultante era anhídrido carbónico. Más tarde, el químico británico Smithson Tennant demostró que la cantidad de anhídrido carbónico medida sólo podía obtenerse si el diamante era carbono puro, y, en 1799, el químico francés Guyton de Morveau puso punto final a la investigación convirtiendo un diamante en un pedazo de grafito.

Desde luego, se trataba de un mal negocio; pero, ¿por qué no podía realizarse el experimento en sentido contrario? El diamante es un 55 % más denso que el grafito. ¿Por qué no someter el grafito a presión y forzar a los átomos componentes a adoptar la característica disposición más densa que poseen en el diamante?

Se realizaron muchos esfuerzos, y, al igual que había sucedido con los alquimistas, varios investigadores informaron haber alcanzado éxito. El más famoso fue el químico francés Ferdinand-Frédéric-Henri Moissan. En 1893 disolvió grafito en hierro colado fundido, e informó que había encontrado pequeños diamantes en la masa después de enfriada. La mayor parte de los objetos eran negros, impuros y pequeños; pero uno de ellos era incoloro y medía casi un milímetro de largo. Estos resultados se aceptaron en general, y durante largo tiempo se creyó que Moissan había obtenido diamantes sintéticos. Pese a ello, nunca se repitieron con éxito sus resultados.

Sin embargo, la búsqueda de diamantes sintéticos proporcionó algunos éxitos marginales. En 1891, el inventor americano Edward Goodrich Acheson descubrió, durante sus investigaciones en este campo, el carburo de silicio, al que dio el nombre comercial de «Carborundo». Este material era más duro que cualquier sustancia conocida hasta entonces, a excepción del diamante, y se ha empleado mucho como abrasivo, es decir, que se trata de una sustancia usada para pulir y abrillantar.

La eficacia de un abrasivo depende de su dureza. Un abrasivo puede pulir o moler sustancias menos duras que él, y, en este aspecto, el diamante, como la sustancia más dura, es la más eficaz. La dureza de las diversas sustancias suele medirse por la «escala de Mohs», introducida, en 1818, por el minerólogo alemán Friedrich Mohs. Dicha escala asigna a los minerales números desde el 1 —para el talco— hasta el 10 —para el diamante—. Un mineral de un número determinado puede rayar todos los minerales de números más bajos que él. En la escala de Mohs, el carborundo tiene el número 9. Sin embargo, las divisiones no son iguales. En una escala absoluta, la diferencia de dureza entre el número 10 (diamante) y el 9 (carborundo) es cuatro veces mayor que la existente entre el 9 (carborundo) y el 1 (talco).

La razón de todo esto no resulta muy difícil de comprender. En el grafito, los átomos de carbono están dispuestos en capas. En cada capa individual, los átomos de carbono se hallan dispuestos en hexágonos en mosaico, como las baldosas del suelo de un cuarto de baño. Cada átomo de carbono está unido a otros tres de igual forma y, dado que el carbono es un átomo pequeño, los vecinos están muy cerca y fuertemente unidos. La disposición en mosaico es muy difícil de separar, pero es muy tenue y se rompe con facilidad. Una disposición en mosaico se halla a una distancia comparativamente grande en relación al siguiente mosaico, por encima y por debajo, por lo que los lazos entre las capas son débiles, y es posible hacer deslizar una capa por encima de la siguiente. Por esta razón, el grafito no es sólo particularmente fuerte sino que, en realidad, puede usarse como lubricante.

Sin embargo, en el diamante los átomos de carbono están dispuestos con una simetría absolutamente tridimensional. Cada átomo de carbono se halla enlazado a otros *cuatro y* a iguales distancias, y cada uno de los cuatro constituyen los ápices de un tetraedro en el que los átomos de carbono en consideración constituyen el centro. Esta disposición es muy compacta, por lo que, sustancialmente, el diamante es más denso que el grafito. No puede separarse en ninguna dirección, excepto bajo una fuerza enorme. Otros átomos pueden adoptar la *configuración diamantina,* pero de ellos el átomo de carbono es el más pequeño y el que se mantiene más fuertemente unido. Así, el diamante es más duro que cualquier otra sustancia bajo las condiciones de la superficie terrestre.

En el carburo de silicio, la mitad de los átomos de carbono están sustituidos por átomos de silicio. Dado que los átomos de silicio son considerablemente más grandes que los átomos de carbono, no se unen a sus vecinos con tanta fuerza y sus enlaces son débiles. De este modo, el carburo de silicio no es tan duro como el diamante (aunque sea lo suficientemente fuerte para numerosos fines).

Bajo las condiciones de la superficie de la Tierra, la disposición de los átomos de carbono del grafito es más estable que la disposición del diamante. Por lo tanto, existe una tendencia a que el diamante se convierta espontáneamente en grafito. Sin embargo, no existe el menor peligro en que uno se despierte y se encuentre a su magnífico anillo de diamantes convertido en algo sin valor de la noche a la mañana. Los átomos de carbono, a pesar de su inestable disposición, se mantienen unidos con la fuerza suficiente como para que hagan falta muchísimos millones de años para que este cambio tenga lugar.

La diferencia en estabilidad hace aún más difícil el convertir al grafito en diamante. No fue hasta la década de los años 1930 cuando, finalmente, los químicos consiguieron los requisitos de presión necesarios para convertir el grafito en diamante. Se demostró que esta conversión necesitaba de una presión, por lo menos, de 10.000 atmósferas, y aun así era una cosa impracticablemente lenta. El elevar la temperatura aceleraría la conversión, pero también aumentaría los requisitos en la presión. A 1.500° C, se necesita por lo menos una presión de 30.000 atmósferas. Todo esto probó que Moissan y sus contemporáneos, bajo las condiciones que empleaban, no hubieran podido producir diamantes del mismo modo que los alquimistas oro. (Existen algunas pruebas de que Moissan fue en realidad víctima de uno de sus ayudantes, el cual, para librarse de aquellos tediosos experimentos, decidió acabar con los mismos colocando un diamante auténtico en la mezcla de hierro fundido.)

Ayudado por el trabajo de pionero de Bridgman al conseguir las elevadas temperaturas y presiones necesarias, los científicos de la «General Electric Company» consiguieron al fin esta hazaña en 1955. Se lograron presiones de 100.000 atmósferas o más, con temperaturas que alcanzaban los 2.500° C. Además, se empleó una pequeña cantidad de metal, como el cromo, para formar una película líquida a través del grafito. Fue en esta película en la que el grafito se convirtió en diamante. En 1962, se llegó a una presión de 200.000 atmósferas y una temperatura de 5.000° C. El grafito se convirtió directamente en diamante, sin emplear un catalizador.

Los diamantes sintéticos son demasiado pequeños e impuros para emplearlos como gemas, pero en la actualidad se producen comercialmente como abrasivos y

herramientas de corte, e incluso son una fuente importante para tales productos. A fines de esa década, se llegó a producir un pequeño diamante de una calidad apta en gemología.

Un producto más nuevo conseguido por la misma clase de tratamiento puede sustituir a los usos del diamante. Un compuesto de boro y nitrógeno *(nitruro bórico)* es muy similar en propiedades al grafito (excepto que el nitruro bórico es blanco en vez de negro). Sometido a las elevadas temperaturas y presiones que convierten al grafito en diamante, el nitruro de boro lleva a cabo una conversión similar. Desde una disposición cristalina como la del grafito, los átomos de nitruro de boro se convierten en una parecida a la del diamante. En su nueva forma se denomina *borazón.* El borazón es cuatro veces más duro que el carborundo. Además, posee la gran ventaja de ser más resistente al calor. A una temperatura de 900° C el diamante arde, pero el borazón permanece incambiable.

El boro posee un electrón menos que el carbono y el nitrógeno un electrón más. Combinados ambos, alternativamente, llegan a una situación muy parecida a la de la disposición carbono-carbono, pero existe una pequeña diferencia respecto de la simetría del diamante. Por lo tanto, el boro no es tan duro como el diamante.

Naturalmente, los trabajos de Bridgman sobre las presiones elevadas no constituyen la última palabra. A principios de los años 1980, Peter M. Bell, de la «Institución Carnegie», empleó un aparato que oprime los materiales entre dos diamantes, por lo que consiguió alcanzar presiones de hasta 1.500.000 atmósferas, por encima de las dos quintas partes de las existentes en el centro de la Tierra. Creo que es posible con su instrumento llegar a los 17.000.000 de atmósferas antes de que los mismos diamantes se vean afectados.

METALES

La mayor parte de los elementos de la tabla periódica son metales. En realidad, sólo 20 de los 102 pueden considerarse como no metálicos. Sin embargo, el empleo de los metales se introdujo relativamente tarde. Una de las causas es la de que.con raras excepciones, los elementos metálicos están combinados en la Naturaleza con otros elementos y no son fáciles de reconocer o extraer. El hombre primitivo empleó al principio sólo materiales que pudieran manipularse mediante tratamiento simples, como cincelar, desmenuzar, cortar y afilar. Ello limitaba a huesos, piedras y madera los materiales utilizables.

Su iniciación al uso de los metales se debió al descubrimiento de los meteoritos, o de pequeños núcleos de oro, o del cobre metálico presente en las cenizas de los fuegos hechos sobre rocas que contenían venas de cobre. En cualquier caso se trataba de gentes lo bastante curiosas (y afortunadas) como para encontrar las extrañas y nuevas sustancias y tratar de descubrir las formas de manejarlas, lo cual supuso muchas ventajas. Los metales diferían de la roca por su atractivo brillo una vez pulimentados. Podían ser golpeados hasta obtener de ellos láminas, o ser transformados en varillas. Podían ser fundidos y vertidos en un molde para solidificarlos. Eran mucho más hermosos y adaptables que la piedra, e ideales para ornamentación. Probablemente se emplearon para esto mucho antes que para otros usos.

Al ser raros, atractivos y no alterarse con el tiempo, los metales llegaron a valorarse hasta el punto de convertirse en un medio reconocido de intercambio. Al principio, las piezas de metal (oro, plata o cobre) tenían que ser pesadas por separado en las transacciones comerciales, pero hacia el 700 a. de J.C. fabricaron ya patrones de metal algunas entidades oficiales en el reino de Lidia, en Asia Menor, y en la isla egea de Egina. Aún hoy seguimos empleando las monedas.

Lo que realmente dio valor a los metales por sí mismos fue el descubrimiento de que algunos de ellos podían ser transformados en una hoja más cortante que la de la piedra. Más aún, el metal era duro. Un golpe que pudiera romper una porra de madera o mellar un hacha de piedra, sólo deformaba ligeramente un objeto metálico de tamaño similar. Estas ventajas compensaban el hecho de que el metal fuera más

pesado que la piedra y más difícil de obtener.

El primer metal obtenido en cantidad razonable fue el cobre, que se usaba ya hacia el 4000 a. de J.C. Por sí solo, el cobre era demasiado blando para permitir la fabricación de armas o armaduras (si bien se empleaba para obtener bonitos ornamentos), pero a menudo se encontraba en la mena aleado con una pequeña cantidad de arsénico o antimonio, lo cual daba por resultado una sustancia más dura que el metal puro. Entonces se encontrarían algunas menas de cobre que contendrían estaño. La aleación de cobre-estaño (bronce) era ya lo suficientemente dura como para utilizarla en la obtención de armas. El hombre aprendió pronto a añadir el estaño. La Edad del Bronce remplazó a la de la Piedra, en Egipto y Asia Occidental, hacia el 3500 a. de J.C., y en el sudeste de Europa, hacia el 2000 a. de J.C. *La litada* y *La Odisea,* de Hornero, conmemoran este período de la cultura.

Aunque el hierro se conoció tan pronto como el bronce, durante largo tiempo los meteoritos fueron su única fuente de obtención. Fue, pues, sólo un metal precioso, limitado a empleos ocasionales, hasta que se descubrieron métodos para fundir la mena de hierro y obtener así éste en cantidades ilimitadas. La fundición del hierro se inició, en algún lugar del Asia Menor, hacia el 1400 a. de J.C, para desarrollarse y extenderse lentamente.

Un ejército con armas de hierro podía derrotar a otro que empleara sólo las de bronce, ya que las espadas de hierro podían cortar las de bronce. Los hititas de Asia Menor fueron los primeros en utilizar masivamente armas de hierro, por lo cual vivieron un período de gran poder en el Asia Occidental. Los asirios sucedieron a los hititas. Hacia el 800 a. de J.C. tenían un ejército completamente equipado con armas de hierro, que dominaría el Asia Occidental y Egipto durante dos siglos y medio. Hacia la misma época, los dorios introdujeron la Edad del Hierro en Europa, al invadir Grecia y derrotar a los aqueos, que habían cometido el error de seguir en la Edad del Bronce.

Hierro y acero

El hierro se obtiene, esencialmente, calentando con carbón la mena de hierro (normalmente, óxido férrico). Los átomos de carbono extraen el oxígeno del óxido férrico, dejando una masa de hierro puro. En la Antigüedad, las temperaturas empleadas no fundían el hierro, por lo cual, el producto era un metal basto, que podía moldearse golpeándolo con un martillo, es decir, se obtenía el «hierro forjado». La metalurgia del hierro a gran escala comenzó en la Edad Media. Se emplearon hornos especiales y temperaturas más elevadas, que fundían el hierro. El hierro fundido podía verterse en moldes para formar coladas, por lo cual se llamó «hierro colado». Aunque mucho más barato y duro que el hierro forjado, era, sin embargo, quebradizo y no podía ser golpeado con el martillo.

La creciente demanda de ambas formas de hierro desencadenó una tala exhaustiva de los bosques ingleses, por ejemplo, pues Inglaterra consumía su madera en las fraguas. Sin embargo, allá por 1780, el herrero inglés Abraham Darby demostró que el coque (hulla carbonizada) era tan eficaz como el carbón vegetal (leña carbonizada), si no mejor. Así se alivió la presión ejercida sobre los bosques y empezó a imponerse el carbón mineral como fuente de energía, situación que duraría más de un siglo.

Finalmente, en las postrimerías del siglo XVIII, los químicos —gracias a las investigaciones del físico francés René-Antoine Ferchault de Réaumur— comprendieron que lo que determinaba la dureza y resistencia del hierro era su contenido en carbono. Para sacar el máximo partido a tales propiedades, el contenido de carbono debería oscilar entre el 0,2 y el 1,5 %; así, el acero resultante era más duro y resistente, más fuerte que el hierro colado o forjado. Pero hasta mediados del siglo XIX no fue posible mejorar la calidad del acero, salvo mediante un complicado procedimiento, consistente en agregar la cantidad adecuada de carbono al hierro forjado (labor cuyo coste era comparativamente muy elevado). Por tanto, el acero siguió siendo un metal de lujo, usado sólo cuando no era posible emplear ningún elemento sustitutivo, como en el caso de las espadas y los muelles.

La Edad del Acero la inició un ingeniero británico llamado Henry Bessemer. Interesado, al principio, ante todo, en cañones y proyectiles, Bessemer inventó un sistema que permitía que los cañones dispararan más lejos y con mayor precisión. Napoleón III se interesó en su invento y ofreció financiar sus experimentos. Pero un artillero francés hizo abortar la idea, señalando que la explosión propulsora que proyectaba Bessemer destrozaría los cañones de hierro colado que se empleaban en aquella época. Contrariado, Bessemer intentó resolver el problema mediante la obtención de un hierro más resistente. No sabía nada sobre metalurgia, por lo cual podía tratar el problema sin ideas preconcebidas. El hierro fundido era quebradizo por su contenido en carbono. Así, el problema consistía en reducir el contenido de este elemento. ¿Por qué no quemar el carbono y disiparlo, fundiendo el hierro y haciendo pasar a través de éste un chorro de aire? Parecía una idea ridicula. Lo normal era que el chorro de aire enfriase el metal fundido y provocase su solidificación. De todas formas, Bessemer lo intentó, y al hacerlo descubrió que ocurría precisamente lo contrario. A medida que el aire quemaba el carbono, la combustión desprendía calor y se elevaba la temperatura del hierro, en vez de bajar. El carbono se quemaba muy bien. Mediante los adecuados controles podía producirse acero en cantidad y a un costo comparativamente bajo.

En 1856, Bessemer anunció su «alto horno». Los fabricantes de hierro adoptaron el método con entusiasmo; pero luego lo abandonaron, al comprobar que el acero obtenido era de calidad inferior. Bessemer descubrió que la mena de hierro empleada en la industria contenía fósforo (elemento que no se encontraba en sus muestras de menas). A pesar de que explicó a los fabricantes de hierro que la causa del fracaso era el fósforo, éstos se negaron a hacer una prueba. Por consiguiente, Bessemer tuvo que pedir prestado dinero e instalar su propia acería en Sheffield. Importó de Suecia mena carente de fósforo y produjo en seguido acero a un precio muy inferior al de los demás fabricantes de hierro.

En 1875, el metalúrgico británico Sidney Gilchrist Thomas descubrió que revistiendo el interior del horno con piedra caliza y magnesio, podía extraer fácilmente el fósforo del hierro fundido. Con este sistema podía emplearse en la fabricación del acero casi cualquier tipo de mena. Mientras tanto, el inventor angloalemán Karl Wilhelm Siemens desarrolló, en 1868, el «horno de solera abierta», en el cual la fundición bruta era calentada junto con mena de hierro. Este proceso reducía también el contenido del fósforo en la mena.

Ya estaba en marcha la «Edad del Acero». El nombre no es una simple frase. Sin acero, serían casi inimaginables los rascacielos, los puentes colgantes, los grandes barcos, los ferrocarriles y muchas otras construcciones modernas, y, a pesar del reciente empleo de otros metales, el acero sigue siendo el metal preferido para muchos objetos, desde el bastidor de los automóviles hasta los cuchillos.

(Desde luego, es erróneo pensar que un solo paso adelante puede aportar cambios trascendentales en la vida de la Humanidad. El progreso ha sido siempre el resultado de numerosos adelantos relacionados entre sí, que forman un gran complejo. Por ejemplo, todo el acero fabricado en el mundo no permitiría levantar los rascacielos sin la existencia de ese artefacto cuya utilidad se da por descontada con excesiva frecuencia: el ascensor. En 1861, el inventor americano Elisha Graves Otis patentó un ascensor hidráulico, y en 1889, la empresa por él fundada instaló los primeros ascensores eléctricos en un edificio comercial neoyorquino.)

Una vez obtenido con facilidad acero barato, se pudo experimentar con la adición de otros metales («aleaciones de acero»), para ver si podía mejorarse aún más el acero. El experto en metalurgia británico Robert Abbott Hadfield fue el primero en trabajar en este terreno. En 1882 descubrió que añadiendo al acero un 13 % de manganeso, se obtenía una aleación más sólida, que podía utilizarse en la maquinaria empleada para trabajos muy duros, por ejemplo, el triturado de metales. En 1900, una aleación de acero que contenía tungsteno y cromo siguió manteniendo su dureza a altas temperaturas, incluso al rojo vivo y resultó excelente para máquinas-herramienta que hubieran de trabajar a altas velocidades. Hoy existen innumerables aceros de aleación para determinados trabajos, que incluyen, por ejemplo, molibdeno, níquel, cobalto y vanadio.

La principal dificultad que plantea el acero es su vulnerabilidad a la corrosión, proceso que devuelve el hierro al estado primitivo de mena del que proviene. Un modo de combatirlo consiste en proteger el metal pintándolo o recubriéndolo con planchas de un metal menos sensible a la corrosión, como el níquel, cromo, cadmio o estaño. Un método más eficaz aún es el de obtener una aleación que no se corroa. En 1913, el experto en metalurgia británico Harry Brearley descubrió casualmente esta aleación. Estaba investigando posibles aleaciones de acero que fueran especialmente útiles para los cañones de fusil. Entre las muestras descartó como inadecuada una aleación de níquel y cromo. Meses más tarde advirtió que dicha muestra seguía tan brillante como al principio, mientras que las demás estaban oxidadas. Así nació el «acero inoxidable». Es demasiado blando y caro para emplearlo en la construcción a gran escala, pero da excelentes resultados en cuchillería y en otros objetos donde la resistencia a la corrosión es más importante que su dureza.

Puesto que en todo el mundo se gastan algo así como mil millones de dólares al año en el casi inútil esfuerzo de preservar de la corrosión el hierro y el acero, prosiguieron los esfuerzos en la búsqueda de un anticorrosivo. En este sentido es interesante un reciente descubrimiento: el de los pertecnenatos, compuestos que contienen tecnecio y protegen el hierro contra la corrosión. Como es natural, este elemento, muy raro —fabricado por el hombre—, nunca será lo bastante corriente como para poderlo emplear a gran escala, pero constituye una valiosa herramienta de trabajo. Su radiactividad permite a los químicos seguir su destino y observar su comportamiento en la superficie del hierro. Si esta aplicación del tecnecio conduce a nuevos conocimientos que ayuden a resolver el problema de la corrosión, ya sólo este logro bastaría para amortizar en unos meses todo el dinero que se ha gastado durante los últimos 25 años en la investigación de elementos sintéticos.

Una de las propiedades más útiles del hierro es su intenso ferromagnetismo. El hierro mismo constituye un ejemplo de «imán débil». Queda fácilmente imantado bajo la influencia de un campo eléctrico o magnético, o sea, que sus dominios magnéticos (véase capítulo 4), son alineados con facilidad. También puede desimantarse muy fácilmente cuando se elimina el campo magnético, con lo cual los dominios vuelven a quedar orientados al azar. Esta rápida pérdida de magnetismo puede ser muy útil, al igual que en los electroimanes, donde el núcleo de hierro es imantado con facilidad al dar la corriente; pero *debería* quedar desimantado con la misma facilidad cuando cesa el paso de la corriente.

Desde la Segunda Guerra Mundial se ha conseguido desarrollar una nueva clase de imanes débiles: las «ferritas», ejemplos de las cuales son la ferrita de níquel (Fe_2O_4Ni) y la ferrita de manganeso (Fe_2O_4Mn), que se emplean en las computadoras como elementos que pueden imantadas o desimantarlas con la máxima rapidez y facilidad.

Los «imanes duros», cuyos dominios son difíciles de orientar o, una vez orientados, difíciles de desorientar, retienen esta propiedad durante un largo período de tiempo, una vez imantados. Varias aleaciones de acero son los ejemplos más comunes, a pesar de haberse encontrado imanes particularmente fuertes y potentes entre las aleaciones que contienen poco o ningún hierro. El ejemplo más conocido es el del «alnico», descubierto en 1913 y una de cuyas variedades está formada por aluminio, níquel y cobalto, más una pequeña cantidad de cobre. (El nombre de la aleación está compuesto por la primera sílaba de cada una de las sustancias.)

En la década de 1950 se desarrollaron técnicas que permitían emplear como imán el polvo de hierro; las partículas eran tan pequeñas, que consistían en dominios individuales; éstos podían ser orientados en el seno de una materia plástica fundida, que luego se podía solidificar, sin que los dominios perdieran la orientación que se les había dado. Estos «imanes plásticos» son muy fáciles de moldear, aunque pueden obtenerse también dotados de gran resistencia.

Nuevos metales

En las últimas décadas se han descubierto nuevos metales de gran utilidad, que eran prácticamente desconocidos hace un siglo o poco más y algunos de los cuales no se

han desarrollado hasta nuestra generación. El ejemplo más sorprendente es el del aluminio, el más común de todos los metales (un 60 % más que el hierro). Pero es también muy difícil de extraer de sus menas. En 1825, Hans Christian Oersted __quien había descubierto la relación que existía entre electricidad y magnetismo— separó un poco de aluminio en forma impura. A partir de entonces, muchos químicos trataron, sin éxito, de purificar el metal, hasta que al fin, en 1854, el químico francés Henri-Étienne Sainte-Clair Deville, ideó un método para obtener aluminio en cantidades razonables. El aluminio es químicamente tan activo, que se vio obligado a emplear sodio metálico (elemento más activo aún) para romper la sujeción que ejercía el metal sobre los átomos vecinos. Durante un tiempo, el aluminio se vendió a centenares de dólares el kilo, lo cual lo convirtió prácticamente en un metal precioso. Napoleón III se permitió el lujo de tener una cubertería de aluminio, e hizo fabricar para su hijo un sonajero del mismo metal; en Estados Unidos, y como prueba de la gran estima de la nación hacia George Washington, su monumento fue coronado con una plancha de aluminio sólido.

En 1886, Charles Martin Hall —joven estudiante de Química del «Oberlin College»— quedó tan impresionado al oír decir a su profesor que quien descubriese un método barato para fabricar aluminio se haría inmensamente rico, que decidió intentarlo. En un laboratorio casero, instalado en su jardín, se dispuso a aplicar la teoría de Humphry Davy, según la cual el paso de una corriente eléctrica a través de metal fundido podría separar los iones metálicos y depositarlos en el cátodo. Buscando un material que pudiese disolver el aluminio, se decidió por la criolita, mineral que se encontraba en cantidades razonables sólo en Groenlandia. (Actualmente se puede conseguir criolita sintética.) Hall disolvió el óxido de aluminio en la criolita, fundió la mezcla e hizo pasar a través de la misma una corriente eléctrica. Como es natural, en el cátodo se recogió aluminio puro. Hall corrió hacia su profesor con los primeros lingotes del metal. (Hoy se conservan en la «Aluminium Company of America».)

Mientras sucedía esto, el joven químico francés Paul-Louis Toussaint Héroult, de la misma edad que Hall (veintidós años), descubrió un proceso similar en el mismo año. (Para completar la serie de coincidencias, Hall y Héroult murieron en 1914.)

El proceso Hall-Héroult convirtió el aluminio en un metal barato, a pesar de que nunca lo sería tanto como el acero, porque la mena de aluminio es menos común que la del hierro, y la electricidad (clave para la obtención de aluminio) es más cara que el carbón (clave para la del acero). De todas formas, el aluminio tiene dos grandes ventajas sobre el acero. En primer lugar, es muy liviano (pesa la tercera parte del acero). En segundo lugar, la corrosión toma en él la forma de una capa delgada y transparente, que protege las capas más profundas, sin afectar el aspecto del metal.

El aluminio puro es más bien blando, lo cual se soluciona aleándolo con otro metal. En 1906, el metalúrgico alemán Alfred Wilm obtuvo una aleación más fuerte añadiéndole un poco de cobre y una pequeñísima cantidad de magnesio. Vendió sus derechos de patente a la metalúrgica «Durener», de Alemania, compañía que dio a la aleación el nombre de «Duraluminio».

Los ingenieros comprendieron en seguida lo valioso que resultaría en la aviación un metal ligero, pero resistente. Una vez que los alemanes hubieron empleado el «Duraluminio» en los zepelines durante la Primera Guerra Mundial, y los ingleses se enteraron de su composición al analizar el material de un zepelín que se había estrellado, se extendió por todo el mundo el empleo de este nuevo metal. Debido a que el «Duraluminio» no era tan resistente a la corrosión como el aluminio, los metalúrgicos lo recubrieron con delgadas películas de aluminio puro, obteniendo así el llamado «Alelad».

Hoy existen aleaciones de aluminio que, a igualdad de pesos, son más resistentes que muchos aceros. El aluminio tiende a remplazar el acero en todos los usos en que la ligereza y la resistencia a la corrosión son más importantes que la simple dureza. Como todo el mundo sabe, hoy es de empleo universal, pues se utiliza en aviones, cohetes, trenes, automóviles, puertas, pantallas, techos, pinturas, utensilios de cocina, embalajes, etc.

Tenemos también el magnesio, metal más ligero aún que el aluminio. Se emplea principalmente en la aviación, como era de esperar. Ya en 1910, Alemania usaba aleaciones de magnesio y cinc para estos fines. Tras la Primera Guerra Mundial, se utilizaron cada vez más las aleaciones de magnesio y aluminio.

Sólo unas cuatro veces menos abundante que el aluminio, aunque químicamente más activo, el magnesio resulta más difícil de obtener a partir de las menas. Mas, por fortuna, en el océano existe una fuente muy rica del mismo. Al contrario que el aluminio o el hierro, el magnesio se halla presente en grandes cantidades en el agua de mar. El océano transporta materia disuelta, que forma hasta un 3,5 % de su masa. De este material en disolución, el 3,7 % es magnesio. Por tanto, el océano, considerado globalmente, contiene unos dos mil billones (2.000.000.000.000.000) de toneladas de magnesio, o sea, todo el que podamos emplear en un futuro indefinido.

El problema consistía en extraerlo. El método escogido fue el de bombear el agua del mar hasta grandes tanques y añadir óxido de cal (obtenido también del agua del mar, es decir, de las conchas de las ostras). El óxido de cal reacciona con el agua y el ion del magnesio para formar hidróxido de magnesio, que es insoluble y, por tanto, precipita en la disolución. El hidróxido de magnesio se convierte en cloruro de magnesio mediante un tratamiento con ácido clorhídrico, y luego se separa el magnesio del cloro por medio de una corriente eléctrica.

En enero de 1941, la «Dow Chemical Company» produjo los primeros lingotes de magnesio a partir del agua del mar, y la planta de fabricación se preparó para decuplicar la producción de magnesio durante los años de la guerra.

De hecho, cualquier elemento que pueda extraerse del agua de mar a un precio razonable, puede considerarse como de una fuente virtualmente ilimitada, ya que, después de su uso, retorna siempre al mar. Se ha calculado que si se extrajesen cada año del agua de mar 100 millones de toneladas de magnesio durante un millón de años, el contenido del océano en magnesio descendería de su porcentaje actual, que es del 0,13, al 0,12 %.

Si el acero fue el «metal milagroso» de mediados del siglo XIX, el aluminio fue el de principios de siglo XX y el magnesio el de mediados del mismo, ¿cuál será el nuevo metal milagroso? Las posibilidades son limitadas. En realidad hay sólo siete metales comunes en la corteza terrestre. Además del hierro, aluminio y magnesio, tenemos el sodio, potasio, calcio y titanio. El sodio, potasio y calcio son demasiado activos químicamente para ser empleados como metales en la construcción. (Por ejemplo, reaccionan violentamente con el agua.) Ello nos deja sólo el titanio, que es unas ocho veces menos abundante que el hierro.

El titanio posee una extraordinaria combinación de buenas cualidades: su peso resulta algo superior a la mitad del acero; es mucho más resistente que el aluminio o el acero, difícilmente afectado por la corrosión y *capaz* de soportar temperaturas muy elevadas. Por todas estas razones, el titanio se emplea hoy en la aviación, construcción de barcos, proyectiles teledirigidos y en todos los casos en que sus propiedades puedan encontrar un uso adecuado.

¿Por qué ha tardado tanto la Humanidad en descubrir el valor del titanio? La razón es casi la misma que puede esgrimirse para el aluminio y el magnesio. Reacciona demasiado rápidamente con otras sustancias, y en sus formas impuras —combinado con oxígeno o nitrógeno— es un metal poco atractivo, quebradizo y aparentemente inútil. Su resistencia y sus otras cualidades positivas se tienen sólo cuando es aislado en su forma verdaderamente pura (en el vacío o bajo un gas inerte). El esfuerzo de los metalúrgicos ha tenido éxito en el sentido de que 1 kg de titanio, que costaba 6 dólares en 1947, valía 3 en 1969.

No se tienen que encauzar forzosamente las investigaciones para descubrir metales «maravillosos». Los metales antiguos (y también algunos no metales) pueden llegar a ser más «milagrosos» de lo que lo son actualmente.

En el poema *The Deacon's Masterpiece,* de Oliver Wendell Holmes, se cuenta la historia de una «calesa» construida tan cuidadosamente, que no tenía ni un solo punto débil. Al fin, el carricoche desapareció por completo, se descompuso en polvo. Pero había durado 100 años.

La estructura atómica de los sólidos cristalinos, tanto metales como no metales, es muy parecida a la de esta imaginaria calesa. Los cristales de un metal están acribillados por cientos de fisuras y arañazos submicroscópicos. Bajo la fuerza de la presión, en uno de esos puntos débiles puede iniciarse una fractura y extenderse a través de todo el cristal. Si, al igual que la maravillosa calesa del diácono, un cristal pudiese estar construido sin puntos débiles, tendría muchísima más resistencia.

Estos cristales sin ningún punto débil toman la forma de delgados filamentos —denominados «triquitas»— sobre la superficie de los cristales. La resistencia a la elongación de las triquitas de carbono puede alcanzar hasta las 1.400 t/cm^2, es decir, de 16a 17 veces más que las del acero. Si pudieran inventarse métodos para la fabricación de metal sin defecto alguno y en grandes cantidades, encontraríamos viejos metales, que podrían ser nuevos y «milagrosos». Por ejemplo, en 1968 los científicos soviéticos fabricaron un delicado cristal de tungsteno sin defecto alguno, que podía soportar una carga de 1.635 t/cm^2, cantidad respetable comparada con las 213 t/cm^2 de los mejores aceros. Y aunque tales fibras puras no podían adquirirse a granel, la integración de fibras nítidas con los metales serviría para reforzarlos y fortalecerlos.

También en 1968 se inventó un nuevo método para combinar metales. Los dos métodos de importancia tradicional eran, hasta entonces, la aleación —o sea, la fusión simultánea de dos o más metales, con objeto de formar una mezcla más o menos homogénea— y la galvanización, que consiste en unir sólidamente un metal con otro. (Para ello se aplica una sutil capa de metal caro a una masa voluminosa de metal barato, de forma que la superficie resulta tan bonita y anticorrosiva como la del oro, por ejemplo, pero cuyo conjunto es casi tan económico como el cobre.)

El metalúrgico americano Newell C. Cook y sus colaboradores intentaron galvanizar con silicio una superficie de platino, empleando fluorita fundida como solución para bañar el platino. Contra todos los pronósticos, no hubo galvanización. Al parecer, la fluorita rundida disolvió la fina película de oxígeno que cubre, por lo general, casi todos los metales, incluso los más resistentes, y dejó «expuesta» la superficie del platino a los átomos de silicio. Así, pues, éstos *se abrieron paso* por la superficie, en lugar de unirse a ella por la parte inferior de los átomos de oxígeno. El resultado fue que una fina capa externa del platino se transformó en aleación.

Siguiendo esta inesperada línea de investigación, Cook descubrió que se podían combinar muchas sustancias para formar una aleación «galvanizada» sobre metal puro (o sobre otra aleación). Llamó a este proceso «metalización», cuya utilidad demostró. Así, se fortalece excepcionalmente el cobre agregándole un 2-4 % de berilio en forma de aleación corriente. Pero se puede obtener un resultado idéntico si se «beriliza» el cobre, cuyo costo es muy inferior al que representaría el berilio puro, elemento relativamente raro. También se endurece el acero metalizado con boro. La adición de silicio, cobalto y titanio da asimismo unas propiedades útiles.

Dicho de otra forma: si los metales maravillosos no se encuentran en la Naturaleza, el ingenio humano es capaz de crearlos.

Capítulo 7

LAS PARTÍCULAS

EL ÁTOMO NUCLEAR

Como ya hemos indicado en el capítulo anterior, hacia 1900 se sabía que el átomo no era una partícula simple e indivisible, pues contenía, por lo menos, un corpúsculo subatómico: el electrón, cuyo descubridor rué J. J. Thomson, el cual supuso que los electrones se arracimaban como uvas en el cuerpo principal del átomo con carga

positiva.

Identificación de las partículas

Poco tiempo después resultó evidente que existían otras subpartículas en el interior del átomo. Cuando Becquerel descubrió la radiactividad, identificó como emanaciones constituidas por electrones algunas de las radiaciones emitidas por sustancias radiactivas. Pero también quedaron al descubierto otras emisiones. Los Curie en Francia y Ernest Rutherford en Inglaterra, detectaron una emisión bastante menos penetrante que el flujo electrónico. Rutherford la llamó «rayos alfa», y denominó «rayos beta» a la emisión de electrones. Los electrones volantes constitutivos de esta última radiación son, individualmente, «partículas beta». Asimismo, se descubrió que los rayos alfa estaban formados por partículas que fueron llamadas «partículas alfa». Como ya sabemos, «alfa» y «beta» son las primeras letras del alfabeto griego.

Entretanto, el químico francés Paul Ulrich Villard descubría una tercera forma de emisión radiactiva, a la que dio el nombre de «rayos gamma», es decir, la tercera letra del alfabeto griego. Pronto se identificó como una radiación análoga a los rayos X, aunque de menor longitud de onda.

Mediante sus experimentos, Rutherford comprobó que un campo magnético desviaba las partículas alfa con mucha menos fuerza que las partículas beta. Por añadidura, las desviaba en dirección opuesta, lo cual significaba que la partícula alfa tenía una carga positiva, es decir, contraria a la negativa del electrón. La intensidad de tal desviación permitió calcular que la partícula alfa tenía, como mínimo, una masa dos veces mayor que la del hidrogenión, cuya carga positiva era la más pequeña conocida hasta entonces. Así, pues, la masa y la carga de la partícula influían a la vez sobre la intensidad de la desviación. Si la carga positiva de la partícula alfa era igual a la del hidrogenión, su masa sería dos veces mayor que la de éste; si su carga fuera el doble, la partícula sería cuatro veces mayor que el hidrogenión; etc. (fig. 7.1.).

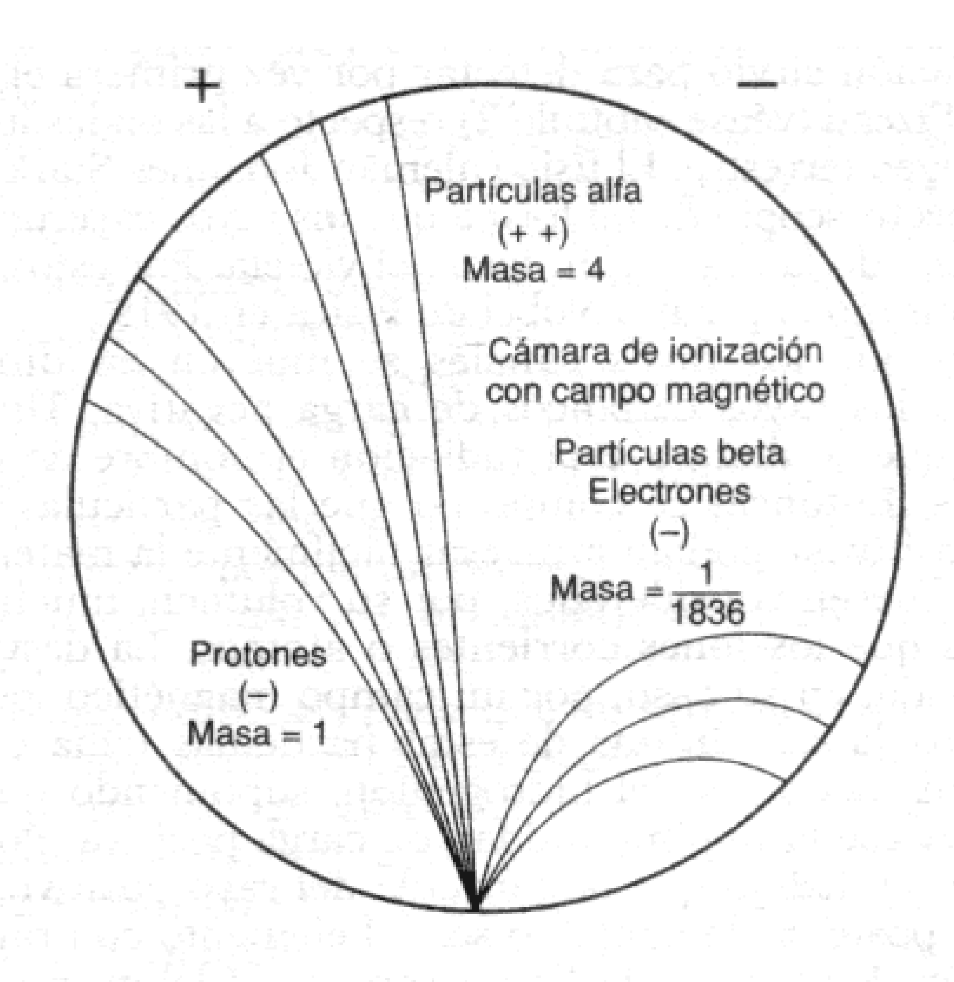


FIG. 7.1. *Deflexión de las partículas por un campo magnético.*

En 1909, Rutherford solucionó el problema aislando las partículas alfa. Puso material radiactivo en un tubo de vidrio fino rodeado por vidrio grueso e hizo el vacío entre ambas superficies. Las partículas alfa pudieron atravesar la pared fina, pero no la gruesa. Rebotaron, por decirlo así, contra la pared externa, y al hacerlo perdieron energía, o sea, capacidad para atravesar incluso la pared delgada. Por consiguiente quedaron aprisionadas entre ambas. Rutherford recurrió entonces a la descarga eléctrica para excitar las partículas alfa, hasta llevarlas a la incandescencia. Entonces mostraron las rayas espectrales del helio. (Hay pruebas de que las partículas alfa producidas por sustancias radiactivas en el suelo constituyen el origen del helio en los pozos de gas natural.) Si la partícula alfa es helio, su masa debe ser cuatro veces mayor que la del hidrógeno. Ello significa que la carga positiva de este último equivale a dos unidades, tomando como unidad la carga del hidrogenión.

Más tarde, Rutherford identificó otra partícula positiva en el átomo. A decir verdad, había sido detectada y reconocida ya muchos años antes. En 1886, el físico alemán Eugen Goldstein, empleando un tubo catódico con un cátodo perforado, descubrió una nueva radiación, que fluía por los orificios del cátodo en dirección opuesta a la de los rayos catódicos. La denominó Kanalstrahlen («rayos canales»). En 1902, esta radiación sirvió para detectar por vez primera el efecto Doppler-Fizeau (véase capítulo 2) respecto a las ondas luminosas de origen terrestre. El físico alemán Johannes Stark orientó un espectroscopio de tal forma que los rayos cayeron sobre éste, revelando la desviación hacia el violeta. Por estos trabajos se le otorgó el premio Nobel de Física en 1919.

Puesto que los rayos canales se mueven en dirección opuesta a los rayos catódicos de carga negativa, Thomson propuso que se diera a esta radiación el nombre de «rayos positivos». Entonces se comprobó que las partículas de los «rayos positivos» podían atravesar fácilmente la materia. De aquí que fuesen considerados, por su volumen, mucho más pequeños que los iones corrientes o átomos. La desviación determinada,

en su caso, por un campo magnético, puso de relieve que la más ínfima de estas partículas tenía carga y masa similares a las del hidrogenión, suponiendo que este ion contuviese la mínima unidad de carga positiva. Por consiguiente, se dedujo que la partícula del rayo positivo era la partícula positiva elemental, o sea, el elemento contrapuesto al electrón, Rutherford la llamó «protón» (del grupo griego *protón,* «lo primero»).

Desde luego, el protón y el electrón llevan cargas eléctricas iguales, aunque opuestas; ahora bien, la masa del protón, referida al electrón, es 1.836 veces mayor. Parecía probable, pues, que el átomo estuviese compuesto por protones y electrones, cuyas cargas se equilibraban entre sí. También parecía claro que los protones se hallaban en el interior del átomo y no se desprendían, como ocurría fácilmente con los electrones. Pero entonces se planteó el gran interrogante: ¿cuál era la estructura de esas partículas en el átomo?

El núcleo atómico

El propio Rutherford empezó a vislumbrar la respuesta. Entre 1906 y 1908 realizó constantes experimentos disparando partículas alfa contra una lámina sutil de metal (como oro o platino), para analizar sus átomos. La mayor parte de los proyectiles atravesaron la barrera sin desviarse (como balas a través de las hojas de un árbol). Pero no todos. En la placa fotográfica que le sirvió de blanco tras el metal, Rutherford descubrió varios impactos dispersos e insospechados alrededor del punto central. Y comprobó que algunas partículas habían rebotado. Era como si en vez de atravesar las hojas, algunos proyectiles hubiesen chocado contra algo más sólido.

Rutherford supuso que aquellas «balas» habían chocado contra una especie de núcleo denso, que ocupaba sólo una parte mínima del volumen atómico. Cuando las partículas alfa se proyectaban contra la lámina metálica, solían encontrar electrones y, por decirlo así, apartaban las burbujas de partículas luminosas sin sufrir desviaciones. Pero, a veces, la partícula alfa tropezaba con un núcleo atómico más denso, y entonces se desviaba. Ello ocurría en muy raras ocasiones, lo cual demostraba que los núcleos atómicos debían ser realmente ínfimos, porque un proyectil había de encontrar por fuerza muchos millones de átomos al atravesar la lámina metálica.

Era lógico suponer, pues, que los protones constituían ese núcleo duro. Rutherford representó los protones atómicos como elementos apiñados alrededor de un minúsculo «núcleo atómico» que servía de centro. (Desde entonces acá se ha demostrado que el diámetro de ese núcleo equivale a algo más de una cienmilésima del volumen total del átomo.)

He aquí, pues, el modelo básico del átomo: un núcleo de carga positiva que ocupa muy poco espacio, pero que representa casi toda la masa atómica; está rodeado por electrones corticales, que abarcan casi todo el volumen del átomo, aunque, prácticamente no tienen apenas relación con su masa. En 1908 se concedió el premio Nobel de Química a Rutherford por su extraordinaria labor investigadora sobre la naturaleza de la materia.,

Desde entonces se pueden describir con términos más concretos los átomos específicos y sus diversos comportamientos. Por ejemplo, el átomo de hidrógeno posee un solo electrón. Si se elimina, el protón restante se asocia inmediatamente a alguna molécula vecina; y cuando el núcleo desnudo de hidrógeno no encuentra por este medio un electrón que participe, actúa como un protón —es decir, una partícula subatómica—, lo cual le permite penetrar en la materia y reaccionar con otros núcleos si conserva la suficiente energía.

El helio, que posee dos electrones, no cede uno con tanta facilidad. Como ya dijimos en el capítulo anterior, sus dos electrones forman un caparazón hermético, por lo cual el átomo es inerte. No obstante, si se despoja al helio de ambos electrones, se convierte en una partícula alfa, es decir, una partícula subatómica portadora de dos unidades de carga positiva.

Hay un tercer elemento, el litio, cuyo átomo tiene tres electrones. Si se despoja de uno o dos, se transforma en ion. Y si pierde los tres, queda reducido a un núcleo desnudo, con una carga positiva de tres unidades.

Las unidades de una carga positiva en el núcleo atómico deben ser numéricamente idénticas a los electrones que contiene como norma, pues el átomo suele ser un cuerpo neutro. Y, de hecho, los números atómicos de sus elementos se basan en sus unidades de carga positiva, no en las de carga negativa, porque resulta fácil hacer variar el número de electrones atómicos dentro de la formación iónica, pero, en cambio, se encuentran grandes dificultades si se desea alterar el número de sus protones.

Apenas esbozado este esquema de la construcción atómica, surgieron nuevos enigmas. El número de unidades con carga positiva en un núcleo no equilibró, en ningún caso, el peso nuclear ni la masa, exceptuando el caso del átomo de hidrógeno. Para citar un ejemplo, se averiguó que el núcleo de helio tenía una carga positiva dos veces mayor que la del núcleo de hidrógeno; pero, como ya se sabía, su masa era cuatro veces mayor que la de ese último. Y la situación empeoró progresivamente a medida que se descendía por la tabla de elementos, e incluso cuando se alcanzó el uranio, se encontró un núcleo con una masa igual a 238 protones, pero una carga que equivalía sólo a 92.

¿Cómo era posible que un núcleo que contenía cuatro protones —según se suponía del núcleo helio— tuviera sólo dos unidades de carga positiva? Según la primera y más simple conjetura emitida, la presencia en el núcleo de partículas cargadas negativamente y con un peso despreciable, neutralizaba las dos unidades de su carga. Como es natural, se pensó también en el electrón. Se podría componer el rompecabezas si se suponía que el núcleo de helio estaba integrado por cuatro protones y dos electrones neutralizadores, lo cual dejaba libre una carga positiva neta de dos, y así sucesivamente, hasta llegar al uranio, cuyo núcleo tendría, pues, 238 protones y 146 electrones, con 92 unidades libres de carga positiva. El hecho de que los núcleos radiactivos emitieran electrones —según se había comprobado ya, por ejemplo, con las partículas beta— reforzó esta idea general.

Dicha teoría prevaleció durante más de una década, hasta que, por caminos indirectos, llegó una respuesta mejor, como resultado de otras investigaciones. Pero entretanto se habían presentado algunas objeciones rigurosas contra dicha hipótesis. Por lo pronto, si el núcleo estaba constituido esencialmente de protones, mientras que los ligeros electrones no aportaban prácticamente ninguna contribución a la masa, ¿cómo se explicaba que las masas relativas de varios núcleos no estuvieran representadas por números enteros? Según los pesos atómicos conocidos, el núcleo del átomo cloro, por ejemplo, tenía una masa 35,5 veces mayor que la del núcleo del hidrógeno. ¿Acaso significaba esto que contenía 35,5 protones? Ningún científico —ni entonces ni ahora— podía aceptar la existencia de medio protón.

Este singular interrogante encontró una respuesta incluso antes de solventar el problema principal. Y ello dio lugar a una interesante historia.

ISÓTOPOS

Construcción de bloques uniformes

Allá por 1816, el físico inglés William Prout había insinuado ya que el átomo de hidrógeno debía de entrar en la constitución de todos los átomos. Con el tiempo se fueron desvelando los pesos atómicos, y la teoría de Prout quedó arrinconada, pues se comprobó que muchos elementos tenían pesos fraccionarios (para lo cual se tomó el oxígeno, tipificado a 16). El cloro —según hemos dicho— tiene un peso atómico aproximado de 35,5, o para ser exactos, de 35,457. Otros ejemplos son el antimonio, con 121,75; el bario, con 137,34; el boro, con 10,811, y el cadmio, con 112,40.

Hacia principios de siglo se hizo una serie de observaciones desconcertantes, que condujeron al esclarecimiento. El inglés William Crookes (el del «tubo Crookes») logró

disociar del uranio una sustancia cuya ínfima cantidad resultó ser mucho más radiactiva que el propio uranio. Apoyándose en su experimento, afirmó que el uranio no tenía radiactividad, y que ésta procedía exclusivamente de dicha impureza, que él denominó «uranio X». Por otra parte, Henri Becquerel descubrió que el uranio purificado y ligeramente radiactivo adquiría mayor radiactividad con el tiempo, por causas desconocidas. Si se dejaba reposar durante algún tiempo, se podía extraer de él repetidas veces uranio activo X. Para expresarlo de otra forma: por su propia radiactividad, el uranio se convertía en el uranio X, más activo aún.

Por entonces, Rutherford, a su vez, separó del torio un «torio X» muy radiactivo, y comprobó también que el torio seguía produciendo más torio X. Hacia aquellas fechas se sabía ya que el más famoso de los elementos radiactivos, el radio, emitía un gas radiactivo, denominado radón. Por tanto, Rutherford y su ayudante, el químico Frederick Soddy, dedujeron que, durante la emisión de sus partículas, los átomos radiactivos se transformaban en otras variedades de átomos radiactivos.

Varios químicos, que investigaron tales transformaciones, lograron obtener un surtido muy variado de nuevas sustancias, a las que dieron nombres tales como radio A, radio B, mesotorio I, mesotorio II y actinio C. Luego los agruparon todos en tres series, de acuerdo con sus historiales atómicos. Una serie se originó del uranio disociado; otra, del torio, y la tercera, del actinio (si bien más tarde se encontró un predecesor del actinio, llamado «protactinio»). En total se identificaron unos cuarenta miembros de esas series, y cada uno se distinguió por su peculiar esquema de radiación. Pero los productos finales de las tres series fueron idénticos: en último término, todas las cadenas de sustancias conducían al mismo elemento estable: plomo.

Ahora bien, esas cuarenta sustancias no podían ser, sin excepción, elementos disociados; entre el uranio (92) y el plomo (82) había sólo diez lugares en la tabla periódica, y todos ellos, salvo dos, pertenecían a elementos conocidos. En realidad, los químicos descubrieron que aunque las sustancias diferían entre sí por su radiactividad, algunas tenían propiedades químicas idénticas. Por ejemplo, ya en 1907, los químicos americanos Herbert Newby McCoy y W. H. Ross descubrieron que el «radiotorio» —uno entre los varios productos de la desintegración del torio— mostraba el mismo comportamiento químico que el torio, y el «radio D», el mismo que el del plomo; tanto, que era llamado a menudo «radioplomo». De todo ello se infirió que tales sustancias eran en realidad variedades del mismo elemento: el radiotorio, una forma del torio; el radioplomo, un miembro de una familia de plomos, y así sucesivamente.

En 1913, Soddy esclareció esta idea y le dio más amplitud. Demostró que cuando un átomo emitía una partícula alfa, se transformaba en un elemento que ocupaba dos lugares más abajo en la lista de elementos, y que cuando emitía una partícula beta, ocupaba, después de su transformación, el lugar inmediatamente superior. Con arreglo a tal norma, el «radiotorio» descendería en la tabla hasta el lugar del torio, y lo mismo ocurriría con las sustancias denominadas «uranio X» y «uranio Y», es decir, que las tres serían variedades del elemento 90. Asimismo, el «radio D», el «radio B» el «torio B» y el «actinio B» compartirían el lugar del plomo como variedades del elemento 82.

Soddy dio el nombre de «isótopos» (del griego *iso* y *topos,* «el mismo lugar») a todos los miembros de una familia de sustancias que ocupaban el mismo lugar en la tabla periódica. En 1921 se le concedió el premio Nobel de Química.

El modelo protón-electrón del núcleo concordó perfectamente con la teoría de Soddy sobre los isótopos. Al retirar una partícula alfa de un núcleo, se reducía en dos unidades la carga positiva de dicho núcleo, exactamente lo que necesitaba para bajar dos lugares en la tabla periódica. Por otra parte, cuando el núcleo expulsaba un electrón (partícula beta), quedaba sin neutralizar un protón adicional, y ello incrementaba en una unidad la carga positiva del núcleo, lo cual era como agregar una unidad al número atómico, y, por tanto, el elemento pasaba a ocupar la posición inmediatamente superior en la tabla periódica.

¿Cómo se explica que cuando el torio se descompone en «radiotorio» después de sufrir no una, sino tres desintegraciones, el producto siga siendo torio? Pues bien, en este

proceso el átomo de torio pierde una partícula alfa, luego una partícula beta y, más tarde, una segunda partícula beta. Si aceptamos la teoría sobre el bloque constitutivo de los protones, ello significa que el átomo ha perdido cuatro electrones (dos de ellos, contenidos presuntamente en la partícula alfa) y cuatro protones. (La situación actual difiere bastante de este cuadro, aunque, en cierto modo, esto no afecta al resultado.) El núcleo de torio constaba inicialmente (según se suponía) de 232 protones y 142 electrones. Al haber perdido cuatro protones y otros cuatro electrones, quedaba reducido a 228 protones y 138 electrones. No obstante, conservaba todavía el número atómico 90, es decir, el mismo de antes. Así, pues, el «radiotorio», a semejanza del torio, posee 90 electrones planetarios, que giran alrededor del núcleo. Puesto que las propiedades químicas de un átomo están sujetas al número de sus electrones planetarios, el torio y el «radiotorio» tienen el mismo comportamiento químico, sea cual fuere su diferencia en peso atómico (232 y 228, respectivamente).

Los isótopos de un elemento se identifican por su peso atómico, o «número másico». Así, el torio corriente se denomina torio 232, y el «radiotorio», torio 228. Los isótopos radiactivos del plomo se distinguen también por estas denominaciones: plomo 210 («radio D»), plomo 214 («radio B»), plomo 212 («torio B») y plomo 211 («actinio B»).

Se descubrió que la noción de isótopos podía aplicarse indistintamente tanto a los elementos estables como a los radiactivos. Por ejemplo, se comprobó que las tres series radiactivas anteriormente mencionadas terminaban en tres formas distintas de plomo. La serie de uranio acababa en el plomo 206; la del torio, en el plomo 208, y la del actinio, en el plomo 207. Cada uno de éstos era un isótopo estable y «corriente» del plomo, pero los tres plomos diferían por su peso atómico.

Mediante un dispositivo inventado por cierto ayudante de J. J. Thomson, llamado Francis William Aston, se demostró la existencia de los isótopos estables. Se trataba de un mecanismo que separaba los isótopos con extremada sensibilidad aprovechando la desviación de sus iones bajo la acción de un campo magnético: Aston lo llamó «espectrógrafo de masas». En 1919, Thomson, empleando la versión primitiva de dicho instrumento, demostró que el neón estaba constituido por dos variedades de átomos: una, cuyo número de masa era 20, y otra, 22. El neón 20 era el isótopo común; el neón 22 lo acompañaba en la proporción de un átomo por cada diez. (Más tarde se descubrió un tercer isótopo, el neón 21, cuyo porcentaje en el neón atmosférico era de un átomo por cada 400.)

Entonces fue posible, al fin, razonar el peso atómico fraccionario de los elementos. El peso atómico del neón (20,183) representaba el peso conjunto de los tres isótopos, de pesos diferentes, que integraban el elemento en su estado natural. Cada átomo individual tenía un número entero de masa, pero el promedio de sus masas —el peso atómico— era un número fraccionario.

Aston procedió a mostrar que varios elementos estables comunes eran, en realidad, mezclas de isótopos. Descubrió que el cloro, con un peso atómico fraccionario de 35,453, estaba constituido por el cloro 35 y el cloro 37, en la «proporción» de cuatro a uno. En 1922 se le otorgó el premio Nobel de Química.

En el discurso pronunciado al recibir dicho premio, Aston predijo la posibilidad de aprovechar la energía almacenada en el núcleo atómico, vislumbrando ya las futuras bombas y centrales nucleares (véase el capítulo 10). Allá por 1935, el físico canadiense Arthur Jeffrey Dempster empleó el instrumento de Aston para avanzar sensiblemente en esa dirección. Demostró que, si bien 993 de cada 1.000 átomos de uranio eran uranio 238, los siete restantes eran uranio 235. Muy pronto se haría evidente el profundo significado de tal descubrimiento.

Así, después de estar siguiendo huellas falsas durante un siglo, se reivindicó definitivamente la teoría de Prout. Los elementos *estaban* constituidos por bloques estructurales uniformes; si no átomos de hidrógeno, sí, por lo menos, unidades con masa de hidrógeno. Y si los elementos no parecían evidenciarlo así en sus pesos, era porque representaban mezclas de isótopos que contenían diferentes números de bloques constitutivos. De hecho se empleó incluso el oxígeno —cuyo peso atómico es

16— como referencia para medir los pesos relativos de los elementos, lo cual no fue un capricho en modo alguno. Por cada 10.000 átomos de oxígeno común 16, aparecieron 20 átomos de un isótopo de peso equivalente a las 18 unidades, y 4 con el número de masa 17.

En realidad son muy pocos los elementos que constan de «un solo isótopo». (Esto es anfibológico: decir que un elemento tiene un solo isótopo es como afirmar que una mujer ha dado a luz un «solo gemelo».) Esta especie incluye elementos tales como el berilio y todos aquellos cuyo número de masa es 9; el flúor está compuesto únicamente de flúor 19; el aluminio, sólo de aluminio 27; y así unos cuantos más. Siguiendo la sugerencia hecha en 1947 por el químico americano Truman Paul Kohman, hoy se llama «nucleoide» al núcleo con una estructura singular. Cabe decir que un elemento tal como el aluminio está constituido por un solo nucleoide.

Rastreando partículas

Desde que Rutherford identificara la primera partícula nuclear (la partícula alfa), los físicos se han ocupado activamente en el núcleo, intentando transformar un átomo en otro, o bien desintegrarlo para examinar su composición. Al principio tuvieron sólo la partícula alfa como campo de experimentación. Rutherford hizo un excelente uso de ella.

Entre los fructíferos experimentos realizados por Rutherford y sus ayudantes, hubo uno que consistía en bombardear con partículas alfa una pantalla revestida de sulfato de cinc. Cada impacto producía un leve destello —Crookes fue quien descubrió este efecto en 1903—, de forma que se podía percibir a simple vista la llegada de las distintas partículas, así como contarlas. Para ampliar esta técnica, los experimentadores colocaron un disco metálico que impidiera a las partículas alfa alcanzar la pantalla revestida de sulfato de cinc, con lo cual se interrumpieran los destellos. Cuando se introdujo hidrógeno en el aparato, reaparecieron los destellos en la pantalla, pese al bloqueo del disco metálico. Sin embargo, los nuevos destellos no se asemejaron a los producidos por las partículas alfa. Puesto que el disco metálico detenía las partículas alfa, parecía lógico pensar que penetraba hasta la pantalla otra radiación, que debía de consistir en protones rápidos. Para expresarlo de otra forma: las partículas alfa chocarían ocasionalmente contra algún núcleo de átomo de hidrógeno, y lo impulsarían hacia delante como una bola de billar a otra. Como quiera que los protones así golpeados eran relativamente ligeros, saldrían disparados a tal velocidad, que perforarían el disco metálico y chocarían contra la pantalla revestida de sulfato de cinc.

Esta detección de las diversas partículas mediante el destello constituye un ejemplo del «recuento por destello». Rutherford y sus ayudantes hubieron de permanecer sentados en la oscuridad durante quince minutos para poder acomodar su vista a la misma y hacer los prolijos recuentos. Los modernos contadores de destellos no dependen ya de la mente ni la vista humanas. Convierten los destellos en vibraciones eléctricas, que son contadas por medios electrónicos. Luego basta leer el resultado final de los distintos cuadrantes. Cuando los destellos son muy numerosos, se facilita su recuento mediante circuitos eléctricos, que registran sólo uno de cada dos o cada cuatro destellos (e incluso más). Tales «escardadores» (así pueden llamarse, ya que «escardan» el recuento) los ideó, en 1931, el físico inglés C. E. Wynn-Williams. Desde la Segunda Guerra Mundial, el sulfato de cinc fue sustituido por sustancias orgánicas, que dan mejores resultados.

Entretanto se produjo una inesperada evolución en las experimentaciones iniciales de Rutherford con los destellos. Cuando se realizaba el experimento de nitrógeno en lugar de hidrógeno como blanco para el bombardeo de las partículas alfa, en la pantalla revestida de sulfato de cinc aparecían destellos idénticos a los causados por los protones. Inevitablemente, Rutherford llegó a una conclusión: bajo aquel bombardeo, los protones habían salido despedidos del núcleo de nitrógeno.

Deseando averiguar lo que había pasado, Rutherford recurrió a la «cámara de ionización Wilson». En 1895, el físico escocés Charles Thomson Rees Wilson había concebido este artificio: un recipiente de cristal, provisto de un émbolo y que contenía

aire con vapor sobresaturado. Al reducirse la presión a causa del movimiento del émbolo, el aire se expande súbitamente, lo cual determina un enfriamiento inmediato. A una temperatura muy baja se produce saturación de humedad, y entonces cualquier partícula cargada origina la condensación del vapor. Cuando una partícula atraviesa velozmente la cámara e ioniza los átomos que hay en su interior, deja como secuela una nebulosa línea de gotas condensadas.

La naturaleza de esa estela puede revelarnos muchas cosas sobre la partícula. Las leves partículas beta dejan un rastro tenue, ondulante, y se desvanecen al menor roce, incluso cuando pasan cerca de los electrones. En cambio, las partículas alfa, mucho más densas, dejan una estela recta y bien visible; si chocan contra un núcleo y rebotan, su trayectoria describe una clara curvatura. Cuando la partícula recoge dos electrones, se transforma en átomo neutro de helio, y su estela se desvanece. Aparte los caracteres y dimensiones de ese rastro, existen otros medios para identificar una partícula en la cámara de ionización. Su respuesta a la aplicación de un campo magnético nos dice si lleva carga positiva o negativa, y la intensidad de la curvatura indica cuáles son su masa y su energía. A estas alturas, los físicos están ya tan familiarizados con las fotografías de estelas en toda su diversidad, que pueden interpretarlas como si leyeran letra impresa. El invento de la cámara de ionización permitió a Wilson compartir el premio Nobel de Física en 1927 (con Compton).

La cámara de ionización ha experimentado varias modificaciones desde que fue inventada, y de entonces acá se han ideado otros instrumentos similares. La cámara de ionización de Wilson quedaba inservible tras la expansión, y para utilizarla de nuevo había que recomponer su interior. En 1939, A. Langsford, de Estados Unidos, ideó una «cámara de difusión» donde el vapor de alcohol, caldeado, se difundía hacia una parte más fría, de tal forma que siempre había una zona sobresaturada, y las estelas se sucedían continuamente ante los ojos del observador.

Luego llegó la «cámara de burbujas», un artificio análogo, en el que se da preferencia a los líquidos supercaldeados y bajo presión y se prescinde del gas sobresaturado. Aquí son burbujas de vapor las que trazan la estela de la partícula cargada en el líquido, mientras que antes eran gotitas de líquido en el vapor. Se dice que su inventor, el físico norteamericano Donald Arthur Glaser, tuvo la idea de dicha cámara en 1953, cuando contemplaba un vaso de cerveza. Si esto es cierto, aquel vaso de cerveza fue el más provechoso para el mundo de la Física y para el propio inventor, pues ello valió a Glaser el premio Nobel de Física en 1960.

La primera cámara de burbujas tenía un diámetro de sólo algunos centímetros. Pero no había finalizado aún la década cuando ya había cámaras de burbujas, como las de ionización, que se hallaban constantemente preparadas para actuar. Por añadidura, hay muchos más átomos en un determinado volumen de líquido que de gas, por lo que, en consecuencia, la cámara de burbujas produce más iones, lo cual es idóneo para el estudio de partículas rápidas y efímeras. Apenas transcurrida una década desde su invención, las cámaras de burbujas proporcionaban centenares de miles de fotografías por semana. En 1960 se descubrieron partículas de vida ultracorta, que habrían pasado inadvertidas sin la cámara de burbujas.

El hidrógeno líquido es el mejor elemento para llenar la cámara de burbujas, pues los núcleos de hidrógeno son tan simples —están constituidos por un solo protón—, que reducen a un mínimo las dificultades. En 1973 se construyó, en Wheaton, Illinois, una cámara de burbujas de 5 m de anchura que consumía 35.000 litros de hidrógeno líquido. Algunas cámaras de burbujas contienen helio líquido.

Aunque la cámara de burbujas sea más sensible que la de ionización para las partículas efímeras, tiene también sus limitaciones. A diferencia de la de ionización, no se presta a improvisar cuando se intenta provocar un fenómeno determinado. Necesita registrar todo en bloque, y entonces es preciso investigar innumerables rastros para seleccionar los significativos. Por eso continuó la búsqueda para idear algún método detector de huellas, en que se combinaran la selectividad inherente a la cámara de ionización y la sensibilidad propia de la cámara de burbujas.

Esta necesidad se satisfizo provisionalmente mediante la «cámara de chispas», en la cual las partículas que entran ionizan el gas y proyectan corrientes eléctricas a través del neón, en cuyo espacio se cruzan muchas placas metálicas. Las corrientes se manifiestan mediante líneas visibles de chispas, que señalan el paso de las partículas; se puede ajustar el mecanismo para hacerlo reaccionar únicamente ante las partículas que se desee estudiar. La primera cámara de chispas funcional fue construida, en 1959, por los físicos japoneses Saburo Fukui y Shotaro Miyamoto. En 1963, los físicos soviéticos la perfeccionaron al incrementar su sensibilidad y flexibilidad. Se producían en ella breves ráfagas de luz que, al sucederse sin cesar, trazaban una línea virtualmente continua (en lugar de las chispas consecutivas que emitía la cámara de chispas). Así, pues, el aparato modificado es una «cámara de chorro». Puede detectar cuantos fenómenos se produzcan en el interior de la cámara, así como las partículas que se dispersen en varias direcciones, dos cosas que no se hallaban al alcance de la cámara original.

Transmutación de los elementos

Pero volvamos a los comienzos de siglo para ver lo ocurrido cuando Rutherford bombardeó núcleos de nitrógeno con partículas alfa dentro de una primitiva cámara de ionización. Pues ocurrió que la partícula alfa trazó inesperadamente una bifurcación. Esto significaba, a todas luces, una colisión con un núcleo de nitrógeno. Una rama de la bifurcación era una estela relativamente sutil que representaba el disparo de un protón. La otra bifurcación, más corta y gruesa, correspondía, aparentemente, a los restos del núcleo de nitrógeno desprendidos tras la colisión. Pero no se vio ni rastro de la partícula alfa propiamente dicha. Tal vez fue absorbida por el núcleo de nitrógeno, suposición comprobada más tarde por el físico británico Patrick Maynard Stuart Blackett, quien —según se calcula— tomó 20.000 o más fotografías para registrar sólo ocho colisiones —ejemplo, sin duda, de paciencia, fe y persistencia sobrehumanas—. Por éste y por otros trabajos en el terreno de la Física nuclear, Blackett recibió el premio Nobel de Física en 1948.

Entonces se pudo averiguar, por deducción, el destino del núcleo de nitrógeno. Cuando absorbía a la partícula alfa, su peso atómico (14) y su carga positiva (7) se elevaban a 18 y 9, respectivamente. Pero como quiera que esta combinación perdía en seguida un protón, el número de masa descendía a 17, y la carga positiva a 8. Ahora bien, el elemento con carga positiva de 8 es el oxígeno, y el número de masa 17 pertenece al isótopo del oxígeno 17. Para expresarlo de otra forma: En 1919, Rutherford transmutó el nitrógeno en oxígeno. Fue la primera transmutación hecha por el hombre. Se hizo realidad el sueño de los alquimistas, aunque ninguno de ellos podía preverlo así.

Las partículas alfa de fuentes radiactivas mostraron ciertas limitaciones como proyectiles: no poseían la energía suficiente para penetrar en los núcleos de elementos más pesados, cuyas altas cargas positivas ofrecían gran resistencia en la fortaleza nuclear, y aún eran de esperar nuevos y más enérgicos ataques.

NUEVAS PARTÍCULAS

El asunto de los ataques al núcleo nos lleva de nuevo a la cuestión de la composición del mismo. La teoría del protón-electrón de la estructura nuclear, aunque explica perfectamente los isótopos, fracasa en relación a otros temas. Por lo general, las partículas subatómicas tienen una propiedad que se denomina *espín,* algo parecido a los objetos astronómicos que giran sobre sus ejes. Las unidades en que se mide dicho espín se toman de tal forma, que tanto protones como electrones demuestran tener un espín de +1/2 o –1/2. Por lo tanto, un número dado de electrones o protones (o ambos), si se hallan todos confinados en un núcleo, deberían proporcionar a ese núcleo un espín de O o de un número entero, tal como + 1, - 1, + 2, - 2, etcétera. Si un número impar de electrones o protones (o ambos) forman un núcleo, el espín total debería ser *medio número,* como, por ejemplo, + 1/2, -1/2, + 1 1/2, - 1 1/2, + 2 1/2, - 2 1/2, etc. Si se trata de añadir un número impar de mitades positivas o negativas (o una mezcla de ambas cosas), y se hace lo mismo con el número impar, se comprobará que es y debe ser de esta manera.

En realidad, el núcleo del nitrógeno tiene una carga eléctrica de + 7 y una masa de 14. A través de la teoría protón-electrón, su núcleo debe contener 14 protones según esa masa, y 7 neutrones para neutralizar la mitad de la carga y dejar + 7. El número total de partículas en un núcleo así es de 21, y el espín total del núcleo de nitrógeno debería ser un número mitad, pero no lo es. Es un número entero.

Esta especie de discrepancia ha aparecido también en otros núcleos y al parecer la teoría del protón-electrón no debería funcionar. Sin embargo, mientras éstas fueron las únicas partículas subatómicas conocidas, los físicos se vieron impotentes para encontrar una teoría sustitutiva.

El neutrón

Sin embargo, en 1930 dos físicos alemanes, Walter Bothe y Herbert Becker, informaron que habían liberado del núcleo una misteriosa radiación nueva de inusual poder penetrador. Lo habían conseguido al bombardear átomos de berilio con partículas alfa. El año anterior, Bothe había elaborado métodos para emplear dos o más contadores en conjunción: *contadores coincidentes.* Podían usarse para identificar los acontecimientos nucleares que ocurrían en una millonésima de segundo. Por éste y por otros trabajos, compartió el premio Nobel de Física en 1954 con Becker.

Dos años después, el descubrimiento de Bothe-Becker fue seguido del de los físicos franceses Frédéric e Irene Joliot-Curie. (Irene era la hija de Pierre y Mane Curie, y Joliot añadió su nombre al propio al casarse con ella.) Emplearon la recién descubierta radiación del berilio para bombardear parafina, una sustancia cerosa compuesta de hidrógeno y carbono. La radiación expulsó a los protones de la parafina.

El físico inglés James Chadwick sugirió que la radiación estaba formada de partículas. Para determinar su tamaño, bombardeó átomos de boro con ellas, y, a partir del incremento en masa del nuevo núcleo, calculó que la partícula añadida al boro tenía una masa más o menos igual al protón. Sin embargo, la partícula en sí no podía detectarse en una cámara de niebla de Wilson. Chadwick decidió que la explicación debía ser que la partícula no poseía carga eléctrica (una partícula sin carga no produce ionización y, por lo tanto, no condensa gotitas de agua).

Por ello, Chadwick llegó a la conclusión de que había emergido una partícula del todo nueva, una partícula que tenía aproximadamente la misma masa del protón, pero sin carga o, en otras palabras, era eléctricamente neutra. La posibilidad de una partícula así ya había sido sugerida y se propuso un nombre: *neutrón.* Chadwick aceptó esa denominación. Por el descubrimiento del neutrón, fue galardonado con el premio Nobel de Física en 1935.

La nueva partícula solucionó al instante ciertas dudas que los físicos teóricos habían mantenido acerca del modelo de núcleo protón-electrón. El teórico alemán Werner Heisenberg anunció que el concepto de un núcleo que consistía en protones y neutrones, más que de protones y electrones, proporcionaba una descripción mucho más satisfactoria. Así, el núcleo de nitrógeno podía visualizarse como formado por siete protones y siete neutrones. El número másico sería el de 14, y la carga total (número atómico) la de + 7. Y lo que es más, el número total de partículas en el núcleo debería ser de catorce —un número par, en vez de veintiuna (un número impar), como en la antigua teoría. Dado que el neutrón, al igual que el protón, posee un espín de + 1/2 o - 1/2, un número par de neutrones y protones proporcionaría al núcleo de nitrógeno un espín igual a un número entero, y se hallaría en concordancia con los hechos observados. Todos los núcleos que tenían espines que no podían explicarse a través de la teoría protón-electrón, demostraron tener espines que podían explicarse por medio de la teoría protón-neutrón. Esta teoría fue aceptada al instante, y ha permanecido desde entonces. A fin de cuentas no hay electrones dentro del núcleo. Además, el nuevo modelo se adecuaba con los hechos de la tabla periódica de los elementos de una manera tan exacta como ocurría con la antigua. El núcleo de helio, por ejemplo, consistiría de dos protones y dos neutrones, los que explicaba su masa de 4 y su carga nuclear de 2 unidades. Y el concepto también se aplicaba a los isótopos de la misma manera. Por ejemplo, el núcleo de cloro-35 tendría diesiete

protones y dieciocho neutrones; el núcleo de cloro-37, diecisiete protones y veinte neutrones. Por lo tanto, ambos poseerían la misma carga nuclear, y el peso extra del isótopo más pesado se debería a sus dos neutrones extra. De forma parecida, los tres isótopos del oxígeno diferirían sólo en su número de neutrones: el oxígeno 16 tendría ocho protones y ocho neutrones; el oxígeno 17, ocho protones y nueve neutrones; el

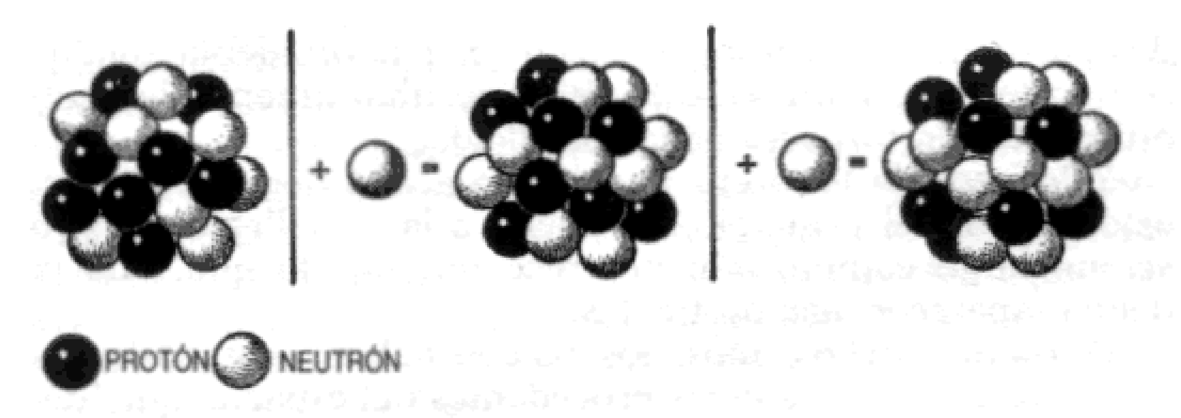


FIG. 7.2. *Estructura nuclear del oxígeno 16, el oxígeno 17 y el oxígeno 18. Los tres contienen ocho protones y, por añadidura, ocho, nueve y diez neutrones respectivamente.*

oxígeno 18, ocho protones y diez neutrones (figura 7.2.).

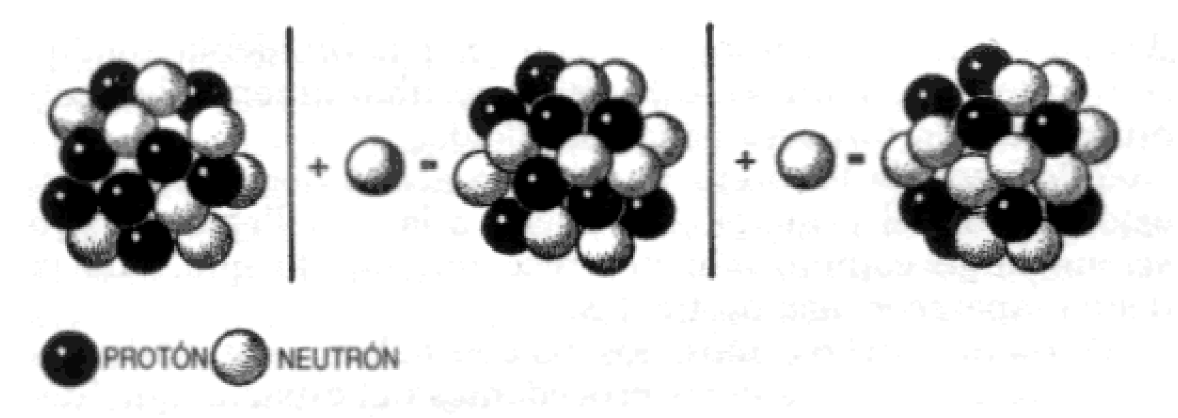


FIG. 7.2. *Estructura nuclear del oxígeno 16, el oxígeno 17 y el oxígeno 18. Los tres contienen ocho protones y, por añadidura, ocho, nueve y diez neutrones respectivamente.*

En resumen, cada elemento podía definirse, simplemente, por el número de protones de su núcleo, que equivale al número atómico. Todos los elementos, excepto el hidrógeno, no obstante, también tenían neutrones en el núcleo, y el número másico de un nucleido era la suma de sus protones y neutrones. Así, el neutrón se unía al protón por medio de una construcción básica de bloque de materia. Por conveniencia, ambos fueron denominados bajo el término general de *necleones,* una designación usada por primera vez en 1941 por el físico danés Christian Moller. De aquí derivó *nucleónica,* sugerido en 1944 por el ingeniero estadounidense Zay Jeffries para representar el estudio de la ciencia y tecnología nuclear.

La nueva comprensión de la estructura nuclear ha conllevado una clasificación adicional de los nucleidos. Los nucleidos con un número igual de protones son, como acabo de explicar, isótopos. De modo similar, los nucleidos con un número igual de neutrones (como, por ejemplo, el hidrógeno 2 y el helio 3, cada uno de ellos conteniendo un neutrón en el núcleo) son *isótonos.* Los nucleidos con un número total de nucleones, y por lo tanto iguales números másicos —como el calcio 40 y el argón 40— son *isóbaros.*

La teoría protón-electrón de la estructura nuclear deja por explicar, como al principio,

el hecho de que los núcleos radiactivos emitan partículas beta (electrones). ¿De dónde salen los electrones si no existen en el núcleo? No obstante, ese problema fue aclarado como explicaré a continuación.

El positrón

En un aspecto muy importante, el descubrimiento del neutrón decepcionó a los físicos. Habían llegado a pensar que el Universo estaba constituido, fundamentalmente, por dos partículas: el protón y el electrón. Y ahora debía añadirse una tercera. Para los científicos resulta lamentable cualquier retirada respecto de la simplicidad.

Y lo peor de todo era que, como acabó demostrándose, esto era sólo el principio. La vuelta a la sencillez demostró ser un largo camino aún por recorrer, puesto que todavía debían aparecer más partículas.

Durante muchos años, los físicos habían estudiado los misteriosos *rayos cósmicos* procedentes del espacio, que fueron descubiertos por primera vez en 1911 por el físico austríaco Víctor Francis Hess gracias a unos globos lanzados a la parte superior de la atmósfera.

La presencia de dicha radiación fue detectada por un instrumento tan simple como para alentar a quienes a veces creen que la ciencia moderna sólo puede progresar gracias a mecanismos increíblemente complejos. El instrumento era un *electroscopio,* formado por dos piezas de una delgada hoja de oro unida a una varilla metálica colocada en una estructura metálica provista de ventanas. (El antepasado de este instrumento fue construido, ya en 1706, por el físico inglés Francis Hauksbee.)

Si la varilla metálica se carga con electricidad estática, las piezas de hoja de oro se separan. Idealmente, quedarían separadas para siempre, pero los iones de la atmósfera que lo rodea apartan lentamente la carga, por lo que las hojas gradualmente se vuelven una hacia la otra. La radiación energética —como la de los rayos X, los rayos gamma o flujos de partículas cargadas— producen los iones necesarios para dicha pérdida de carga. Aunque el electroscopio esté bien protegido, se produce una lenta pérdida, que indica la presencia de una radiación muy penetrante no relacionada de modo directo con la radiactividad. Fue esta radiación penetrante, que aumentaba en intensidad, lo que percibió Hess al subir cada vez más alto en la atmósfera. Hess compartió el premio Nobel de Física de 1936 por este descubrimiento.

El físico estadounidense Robert Andrews Millikan, que recogió una gran cantidad de información acerca de esta radiación (y que le dio el nombre de *rayos cósmicos),* decidió que debería haber una forma de radiación electromagnética. Su poder de penetración era tal que, parte del mismo, atravesaba muchos centímetros de plomo. Para Millikan, esto sugería que la radiación se parecía a la de los penetrantes rayos gamma, pero con una longitud de onda más corta.

Otros, sobre todo el físico norteamericano Holly Compton, no estaban de acuerdo en que los rayos cósmicos fuesen partículas. Había un medio para investigar este asunto. Si se trataba de partículas cargadas, deberían ser rechazadas por el campo magnético de la Tierra al aproximarse a nuestro planeta desde el espacio exterior. Compton estudió las mediciones de la radiación cósmica en varias latitudes y descubrió que en realidad se curvaban con el campo magnético: era más débil cerca del ecuador magnético y más fuerte cerca de los polos, donde las líneas magnéticas de fuerza se hundían más en la Tierra.

Las partículas cósmicas *primarias,* cuando entran en nuestra atmósfera llevan consigo unas energías fantásticamente elevadas. En general, cuanto más pesado es el núcleo, más raro resulta entre las partículas cósmicas. Núcleos tan complejos como los que forman los átomos de hierro se detectaron con rapidez, en 1968, otros núcleos tan complejos como los del uranio. Los núcleos de uranio constituyen sólo una partícula entre 10 millones. También se incluirán aquí electrones de muy elevada energía.

Cuando las partículas primarias chocan con átomos y moléculas en el aire, aplastan

sus núcleos y producen toda clase de partículas *secundarias.* Es esta radiación secundaria (aún muy energética) la que detectamos cerca de la Tierra, pero los globos enviados a la atmósfera superior han registrado la radiación primaria.

Ahora bien, la siguiente partícula inédita —después del neutrón— se descubrió en los rayos cósmicos. A decir verdad, cierto físico teorético había predicho ya este descubrimiento. Paul Adrien Maurice Dirac había aducido, fundándose en un análisis matemático de las propiedades inherentes a las partículas subatómicas, que cada partícula debería tener su «antipartícula». (Los científicos desean no sólo que la Naturaleza sea simple, sino también simétrica.) Así pues, debería haber un «antielectrón» idéntico al electrón, salvo por su carga, que sería positiva, y no negativa, y un «antiprotón» con carga negativa en vez de positiva.

En 1930, cuando Dirac expuso su teoría, no impresionó mucho al mundo de la Ciencia. Pero, fiel a la cita, dos años después apareció el «antielectrón». Por entonces, el físico americano Cari David Anderson trabajaba con Millikan, en un intento por averiguar si los rayos cósmicos eran radiación electromagnética o partículas. Por aquellas fechas, casi todo el mundo estaba dispuesto a aceptar las pruebas presentadas por Compton, según las cuales se trataría de partículas cargadas; pero Millikan no acababa de darse por satisfecho con tal solución. Anderson se propuso averiguar si los rayos cosmicos que penetraban en una cámara de ionización se curvaban bajo la acción de un potente campo magnético. Al objeto de frenar dichos rayos lo suficiente como para poder detectar la curvatura, si la había, puso en la cámara una barrera de plomo de 6,35 mm de espesor. Descubrió que, cuando cruzaba el plomo, la radiación cósmica trazaba una estela curva a través de la cámara. Y descubrió algo más. A su paso por el plomo, los rayos cósmicos energéticos arrancaban partículas de los átomos de plomo. Una de esas partículas dejó una estela similar a la del electrón. ¡Allí estaba, pues, el «antielectrón» de Dirac! Anderson le dio el nombre de «positrón». Tenemos aquí un ejemplo de radiación secundaria producida por rayos cósmicos. Pero aún había más, pues en 1963 se descubrió que los positrones figuraban también entre las radiaciones primarias.

Abandonado a sus propios medios, el positrón es tan estable como el electrón —¿y por qué no habría de serlo, si es idéntico al electrón, excepto en su carga eléctrica?—. Además, su existencia puede ser indefinida. Ahora bien, en realidad no queda abandonado nunca a sus propios medios, ya que se mueve en un universo repleto de electrones. Apenas inicia su veloz carrera —cuya duración ronda la millonésima de segundo—, se encuentra ya con uno.

Así, durante un momento relampagueante quedarán asociados el electrón y el positrón; ambas partículas girarán en torno a un centro de fuerza común. En 1945, el físico americano Arthur Edward Ruark sugirió que se diera el nombre de «positronio» a este sistema de dos partículas, y en 1951, el físico americano de origen austríaco Martin Deutsch consiguió detectarlo guiándose por los rayos gamma característicos del conjunto.

Ahora bien, aunque se forme un sistema positronio, su existencia durará, como máximo, una diezmillonésima de segundo. Como culminación de esa danza se combinan el positrón y el electrón. Cuando se combinan los dos ápices opuestos, proceden a la neutralización recíproca y no dejan ni rastro de materia («aniquilamiento mutuo»); sólo queda la energía en forma de radiación gamma. Ocurre, pues, tal como había sugerido Albert Einstein: la materia puede convertirse en energía, y viceversa. Por cierto que Anderson consiguió detectar muy pronto el fenómeno inverso: desaparición súbita de los rayos gamma, para dar origen a una pareja electrón-positrón. Este fenómeno se llama «producción en parejas». (Anderson compartió con Hess el premio Nobel de Física en 1936.)

Poco después, los Joliot-Curie detectaron el positrón por otros medios, y, al hacerlo así, realizaron, de paso, un importante descubrimiento. Al bombardear los átomos de aluminio con partículas alfa, descubrieron que con tal sistema no sólo se obtenían protones, sino también positrones. Esta novedad era interesante, pero no extraordinaria. Sin embargo, cuando suspendieron el bombardeo, el aluminio siguió

emitiendo positrones, emisión que se debilitó sólo con el tiempo. Aparentemente habían creado, sin proponérselo, una nueva sustancia radiactiva.

He aquí la interpretación de lo ocurrido, según los Joliot-Curie: Cuando un núcleo de aluminio absorbe una partícula alfa, la adición de los dos protones transforma el aluminio (número atómico 13) en fósforo (número atómico 15). Puesto que la partícula alfa contiene un total de 4 nucleones, el número masivo se eleva 4 unidades, es decir, del aluminio 27, al fósforo 31. Ahora bien, si al reaccionar se expulsa un protón de ese núcleo, la reducción en una unidad de sus números atómico y másico hará surgir otro elemento, o sea, el silicio 30.

Puesto que la partícula alfa es el núcleo del helio, y un protón el núcleo del hidrógeno, podemos escribir la siguiente ecuación de esta «reacción nuclear»:

aluminio 27 + helio 4 —» silicio 30 + hidrógeno 1

Nótese que los números másicos se equilibran: 27 + 4 = a 30 + 1. Lo mismo ocurre con los números atómicos, pues el del aluminio, 13, y el del helio, 2, suman 15, mientras que los números atómicos del silicio e hidrógeno, 14 y 1 respectivamente, dan también un total de 15. Este equilibrio entre los números másicos y los atómicos es una regla general de las reacciones atómicas.

Los Joliot-Curie supusieron que tanto los neutrones como los protones se habían formado con la reacción. Si el fósforo 31 emitía un neutrón en lugar de un protón, el número atómico no sufriría cambio alguno, pero el másico descendería una unidad. En tal caso, el elemento seguiría siendo fósforo, aunque fósforo 30. Esta ecuación se escribiría así:

aluminio 27 + helio 4 —» fósforo 30 + neutrón 1

Puesto que el número atómico del fósforo es 15 y el del neutrón O, se produciría nuevamente el equilibrio entre los números atómicos de ambos miembros.

Ambos procesos —absorción de alfa, seguida por emisión de protón, y absorción de alfa seguida por emisión de neutrón— se desarrollan cuando se bombardea el aluminio con partículas alfa. Pero hay una importante distinción entre ambos resultados. El silicio 30 es un isótopo perfectamente conocido del silicio, que representa el 3 % o algo más del silicio existente en la Naturaleza. Sin embargo, el fósforo 30 no existe en estado natural. La única forma natural de fósforo que se conoce es el fósforo 31. Resumiendo: el fósforo 30 es un isótopo radiactivo de vida muy breve, que sólo puede obtenerse artificialmente; de hecho es el primer isótopo creado por el hombre. En 1935, los Joliot-Curie recibieron el premio Nobel de Química por su descubrimiento de la radiactividad artificial.

El inestable fósforo 30 producido por los Joliot-Curie mediante el bombardeo del aluminio, se desintegró rápidamente bajo la emisión de positrones. Ya que el positrón —como el electrón— carece prácticamente de masa, dicha emisión no cambió el número másico del núcleo. Sin embargo, la pérdida de una carga positiva redujo en una unidad su número atómico, de tal forma que el fósforo pasó a ser silicio.

¿De dónde proviene el positrón? ¿Figuran los positrones entre los componentes del núcleo? La respuesta es negativa. Lo cierto es que, dentro del núcleo, el positrón se transforma en neutrón al desprenderse de su carga positiva, que se libera bajo la forma de positrón acelerado.

Ahora es posible explicar la emisión de partículas beta, lo cual nos parecía un enigma a principios del capítulo. Es la consecuencia de un proceso inverso al seguido por el protón en su decadencia hasta convertirse en neutrón. Es decir, el neutrón se transforma en protón. Este cambio protón-neutrón libera un positrón, y, para poder conservar la simetría, el cambio potrón-neutrón libera un electrón (la partícula beta). La liberación de una carga negativa equivale a ganar una carga positiva y responde a la formación de un protón cargado positivamente sobre la base de un neutrón

descargado. Pero, ¿cómo logra el neutrón descargado extraer una carga negativa de su seno, para proyectarla al exterior?

En realidad, si fuera una simple carga negativa, el neutrón no podría hacer semejante cosa. Dos siglos de experiencia han enseñado a los físicos que no es posible crear de la nada cargas eléctricas negativas ni positivas. Tampoco se puede destruir ninguna de las dos cargas. Ésta es la ley de «conservación de la carga eléctrica».

Sin embargo, un neutrón no crea sólo un electrón en el proceso que conduce a obtener una partícula beta; origina también un protón. Desaparece el neutrón descargado y deja en su lugar un protón con carga positiva y un electrón con carga negativa. Las dos nuevas partículas, *consideradas como un conjunto,* tienen una carga eléctrica total de cero. No se ha creado ninguna carga *neta.* De la misma forma cuando se encuentran un positrón y un electrón para emprender el aniquilamiento mutuo, la carga de ambos, *considerados como un conjunto,* es cero.

Cuando el protón emite un positrón y se convierte en neutrón, la partícula original (el protón) tiene carga positiva, lo mismo que las partículas finales (el neutrón y el positrón), también *consideradas como un conjunto.*

Asimismo, es posible que un núcleo absorba un electrón. Cuando ocurre esto, el protón se transforma en neutrón en el interior del núcleo. Un electrón más un protón (que, considerados como conjunto, tienen una carga de cero) forman un neutrón, cuya carga es también de cero. El electrón capturado procede de la capa cortical más interna del átomo, puesto que los electrones de dicha capa son los más cercanos al núcleo y, por tanto, fácilmente absorbibles. La capa más interna es la K, por lo cual este proceso se denomina «captura K».

Todas estas interacciones entre partículas cumplen la ley de conservación de la carga eléctrica y deben satisfacer también otras numerosas leyes de este tipo. Puede ocurrir —y así lo sospechan los físicos— que ciertas interacciones entre partículas violen alguna de las leyes de conservación, fenómeno que puede ser detectado por un observador provisto de los instrumentos y la paciencia necesarios. Tales atentados contra las leyes de conservación están «prohibidos» y no se producirán. Sin embargo, los físicos se llevan algunas sorpresas al comprobar que lo que había parecido una ley de conservación, no es tan rigurosa ni universal como se había creído. Más adelante lo demostraremos con diversos ejemplos.

Elementos radiactivos

Tan pronto como los Joliot-Curie crearon el primer isótopo radiactivo artificial, los físicos se lanzaron alegremente a producir tribus enteras de ellos. En realidad, las variedades radiactivas de cada elemento en la tabla periódica son producto del laboratorio. En la moderna tabla periódica, cada elemento es una familia con miembros estables e inestables, algunos, procedentes de la Naturaleza; otros, sólo del laboratorio.

Por ejemplo, el hidrógeno presenta tres variedades: En primer lugar, el corriente, que tiene un solo protón. En 1932, el químico Harold Urey logró aislar el segundo. Lo consiguió sometiendo a lenta evaporación una gran cantidad de agua, de acuerdo con la teoría de que los residuos representarán una concentración de la forma más pesada de hidrógeno que se conocía. Y, en efecto, cuando se examinaron al espectroscopio las últimas gotas de agua no evaporada, descubrióse en el espectro una leve línea cuya posición matemática revelaba la presencia de «hidrógeno pesado».



FIG. 7.3. Núcleos del hidrógeno, deuterio y tritio ordinarios.

El núcleo del hidrógeno pesado está constituido por un protón y un neutrón. Como

tiene un número másico de 2, el isótopo es hidrógeno 2. Urey llamó a este átomo «deuterio» (de la voz griega *deútoros,* «segundo»), y al núcleo, «deuterón». Una molécula de agua que contenga deuterio se denomina «agua pesada». Al ser la masa del deuterio dos veces mayor , que la del hidrógeno corriente, el agua pesada tiene puntos de ebullición y congelación superiores a los del agua ordinaria. Mientras que ésta hierve a 100° C y se congela a 0° C, el agua pesada hierve a 101,42° C y se congela a 3,79° C. El punto de ebullición del deuterio es de -23,7° K, frente a los 20,4° K del hidrógeno corriente. El deuterio se presenta en la Naturaleza en la proporción de una parte por cada 6.000 partes del hidrógeno corriente. En 1934 se otorgó a Urey el premio Nobel de Química por su descubrimiento del deuterio.

El deuterón resultó ser una partícula muy valiosa para bombardear los núcleos. En 1934, el físico australiano Marcus Lawrence Elvvin Oliphant y el austríaco P. Harteck atacaron el deuterio con deuterones y produjeron una tercera forma de hidrógeno, constituido por 1 protón y 2 neutrones. La reacción se planteó así:

hidrógeno 2 + hidrógeno 2 —> hidrógeno 3 + hidrógeno 1

Este nuevo hidrógeno superpesado se denominó «tritio», (del griego *tritos,* «tercero»), cuyo núcleo es el «tritón»; sus puntos de ebullición y fusión, respectivamente, son 25,0° K y 20,5° K. Se ha preparado incluso el óxido puro de tritio («agua superpesada»), cuyo punto de fusión es 4,5 °C. El tritio es radiactivo y se desintegra con bastante rapidez. Se encuentra en la Naturaleza, y figura entre los productos formados cuando los rayos cósmicos bombardean la atmósfera. Al desintegrarse, emite un electrón y se transforma en helio 3, isótopo estable, pero muy raro, del helio (fig. 7.3.). Del helio en la atmósfera, sólo un átomo de cada 800.000 es helio 3, todos originados, sin duda, de la desintegración del hidrógeno 3 (tritio), que en sí mismo está formado de las reacciones nucleares que tienen lugar cuando las partículas de rayos cósmicos alcanzan los átomos en la atmósfera. El tritio que queda es cada vez más raro. (Se calcula que hay sólo un total de 1,586 kg en la atmósfera y los océanos.) El helio 3 contiene un porcentaje más ínfimo aún de helio, cuya procedencia son los pozos de gas natural, donde los rayos cósmicos tienen menos posibilidades de formar tritio.

Pero estos dos isótopos, el helio 3 y 4, no son los únicos helios conocidos. Los físicos han creado otras dos formas radiactivas: el helio 5 —uno de los núcleos más inestables que se conocen— y el helio 6, también muy inestable.

(Y la cuestión sigue adelante. A estas alturas, la lista de isótopos conocidos se ha elevado hasta un total de 1.400. De ellos, 1.100 son radiactivos, y se han creado muchos mediante nuevas formas de artillería atómica bastante más potente que las partículas alfa de procedencia radiactiva, es decir, los únicos proyectiles de que dispusieron Rutherford y los Joliot-Curie.

El experimento realizado por los Joliot-Curie a principios de la década de 1930-1940 fue, por aquellas fechas, un asunto que quedó limitado a la torre de marfil científica; pero hoy tiene una aplicación eminentemente práctica. Supongamos que se bombardea con neutrones un conjunto de átomos iguales o de distinta especie. Cierto porcentaje de cada especie absorberá un neutrón, de lo cual resultará, en general, un átomo radiactivo. Este elemento radiactivo, al decaer, emitirá una radiación subatómica en forma de partículas o rayos gamma.

Cada tipo de átomo absorberá neutrones para formar un tipo distinto de átomo radiactivo y emitir una radiación diferente y característica. La radiación se puede detectar con procedimientos excepcionalmente sutiles. Se puede identificar el átomo radiactivo por su tipo y por el ritmo al que decrece su producción. En consecuencia, puede hacerse lo mismo con el átomo antes de que absorba un neutrón. De esta forma se pueden analizar las sustancias con gran precisión («análisis de activación-neutrón»). Así se detectan cantidades tan ínfimas como una trillonésima de gramo de cualquier nucleido.

El análisis de activación-neutrón sirve para determinar con toda precisión el contenido

de impurezas en muestras de pigmentos específicos de muy diversos siglos. Así, este método permite comprobar la autenticidad de una pintura supuestamente antigua, pues basta utilizar un fragmento mínimo de su pigmento.

Gracias a su ayuda se pueden hacer también otras investigaciones no menos delicadas: Incluso permitió estudiar un pelo del cadáver de Napoleón, con sus ciento cincuenta años de antigüedad, y se descubrió que contenía elevadas cantidades de arsénico (que quizás ingirió como medicamento, o como veneno, o fortuitamente, esto resulta difícil de decir).

Aceleradores de partículas

Dirac predijo no sólo la existencia del antielectrón (el positrón), sino también la del antiprotón. Mas para obtener el antiprotón se necesitaba mucha más energía, ya que la energía requerida es proporcional a la masa de la partícula. Como el protón tenía 1.836 veces más masa que el electrón, para obtener un antiprotón se necesitaba, por lo menos, 1.836 veces más energía que para un positrón. Este logro hubo de esperar al invento de un artificio para acelerar las partículas subatómicas con energías lo suficientemente elevadas.

Precisamente cuando Dirac hizo su predicción, se dieron los primeros pasos en este sentido. Allá por 1928, los físicos ingleses John D. Cockcroft y Ernest Walton —colaboradores en el laboratorio de Rutherford— desarrollaron un «multiplicador de voltaje», cuyo objeto era el de obtener un gran potencial eléctrico, que diera al protón cargado una energía de hasta 400.000 electronvoltios (eV) aproximadamente. (Un electronvoltio es igual a la energía que desarrolla un electrón acelerado a través de un campo eléctrico con el potencial de 1 V.) Mediante los protones acelerados de dicha máquina, ambos científicos consiguieron desintegrar el núcleo del litio, lo cual les valió el premio Nobel de Física en 1951.

Mientras tanto, el físico americano Robert Jemison van de Graff había inventado otro tipo de máquina aceleradora. Esencialmente operaba separando los electrones de los protones, para depositarlos en extremos opuestos del aparato mediante una correa móvil. De esta forma, el «generador electrostático Van de Graff» desarrolló un potencial eléctrico muy elevado entre los extremos opuestos; Van de Graff logró generar hasta 8 millones de voltios. Su máquina puede acelerar fácilmente los protones a una velocidad de 4 millones de electronvoltios. (Los físicos utilizan hoy la abreviatura MeV para designar el millón de electronvoltios.)

Los fantásticos espectáculos ofrecidos por el generador electrostático «Van de Graff», con sus impresionantes chispazos, cautivaron la imaginación popular y familiarizaron al público con los «quebrantadores del átomo». Se lo llamó popularmente «artificio para fabricar rayos», aunque, desde luego, era algo más. (Ya en 1922, el ingeniero electricista germano-americano Charles Proteus Steinmetz había construido un generador sólo para producir rayos artificiales.)

La energía que se puede generar con semejante máquina se reduce a los límites prácticos del potencial obtenible. Sin embargo, poco después se diseñó otro esquema para acelerar las partículas. Supongamos que en vez de proyectar partículas con un solo y potente disparo, se aceleran mediante una serie de impulsos cortos. Si se cronometra exactamente la aplicación de cada impulso, la velocidad aumentará en cada intervalo, de la misma forma que un columpio se eleva cada vez más si los impulsos se sincronizan con sus oscilaciones. Esta idea inspiró, en 1931, el «acelerador lineal» (fig. 7.4.), ; en el que las partículas se impulsan a través de un tubo dividido en secciones. La fuerza propulsora es un campo eléctrico alternante, concebido de tal forma que las partículas reciben un nuevo impulso cuando penetran en cada sección.

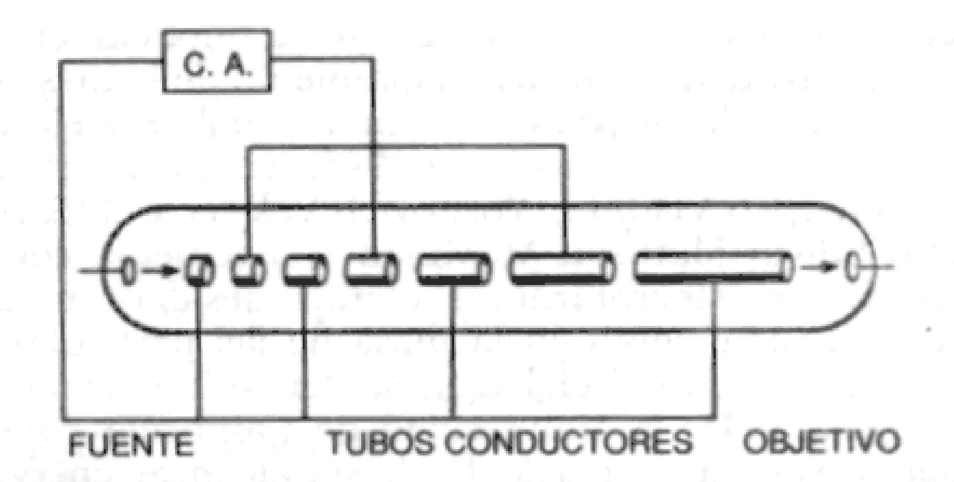


FIG. 7.4. *Principio del acelerador lineal. Una carga alterna de alta frecuencia impulsa y atrae alternativamente las partículas cargadas en los sucesivos tubos conductores, acelerándolas en una dirección.*

No es nada fácil sincronizar tales movimientos, y, de cualquier forma, la longitud funcional del tubo tiene unos límites difícilmente definibles. Por tanto, no es extraño que el acelerador lineal mostrara poca eficacia en la década de los años treinta. Una de las cosas que contribuyeron a relegarlo fue una idea, bastante más afortunada, de Ernest Orlando Lawrence, de la Universidad de California.

En vez de dirigir las partículas a través de un tubo recto, ¿por qué no hacerlas girar a lo largo de un itinerario circular? Una magneto podría obligarlas a seguir esa senda. Cada vez que completaran medio círculo, el campo alternante les daría un impulso, y en tales circunstancias no resultaría difícil regular la sincronización. Cuando las partículas adquiriesen velocidad, la magneto reduciría la curvatura de su trayectoria y, por tanto, se moverían en círculos cada vez más amplios, hasta invertir quizás el mismo tiempo en todas las traslaciones circulares. Al término de su recorrido espiral, las partículas surgirían de la cámara circular (dividida en semicilindros, denominadas «des») y se lanzarían contra el blanco.

Este nuevo artificio de Lawrence se llamó «ciclotrón» (fig. 7.5.). Su primer modelo, con un diámetro inferior a los 30 cm, pudo acelerar los protones hasta alcanzar energías de 1,25 MeV aproximadamente. Hacia 1939, la Universidad de California tenía un ciclotrón con imanes de 1,50 m y la suficiente capacidad para lanzar las partículas a unos 20 MeV, es decir, dos veces la velocidad de las partículas alfa más enérgicas emitidas por fuentes radiactivas. Por este invento, Lawrence recibió aquel mismo año el premio Nobel de Física.

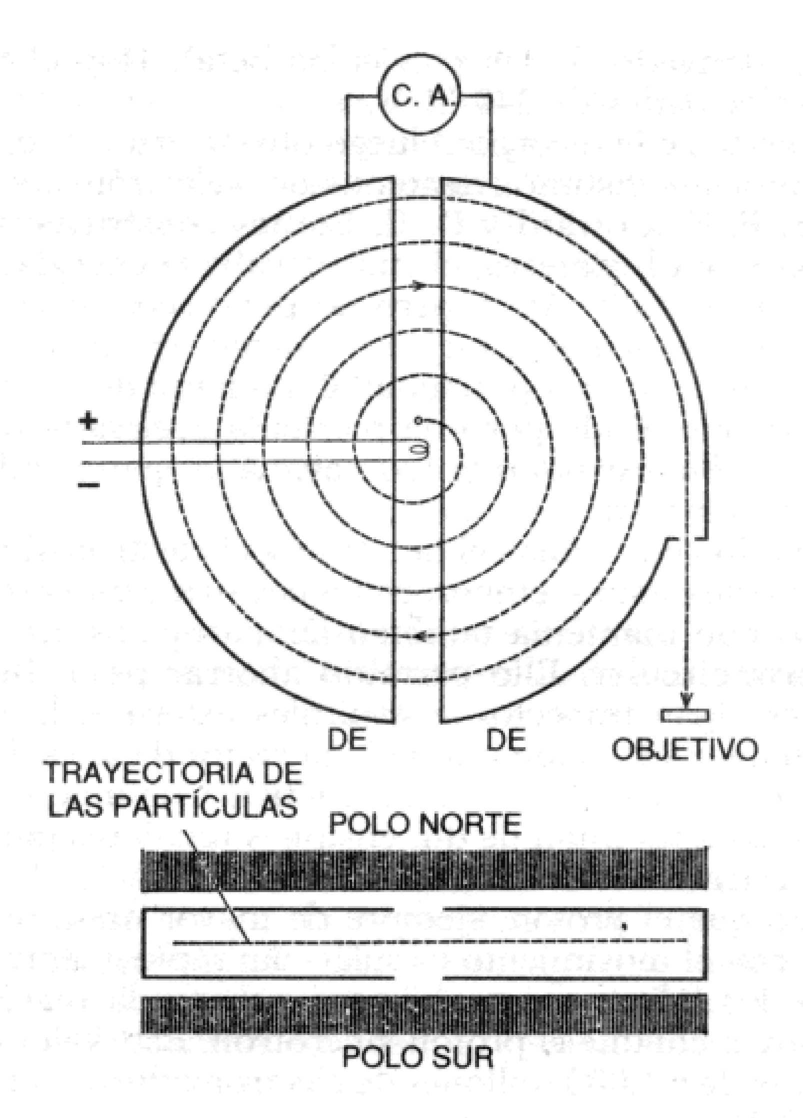


FIG. 7.5. Principio del ciclotrón visto desde arriba (parte superior) y en su sección transversal (parte inferior). Las partículas inyectadas por la fuente reciben el impulso de cada «de» mediante la carga alterna, mientras la magneto las hace curvarse en su trayectoria espiral.

El funcionamiento del ciclotrón hubo de limitarse a los 20 MeV, porque con esta energía las partículas viajaban ya tan aprisa, que se podía apreciar el incremento de la masa bajo el impulso de la velocidad (efecto ya implícito en la teoría de la relatividad). Este acrecentamiento de la masa determinó el desfase de las partículas con los impulsos eléctricos. Pero a esto pusieron remedio en 1945, independientemente, el físico soviético Vladimir Yosifovich Veksler y el físico californiano Edwin Mattison McMillan. Tal remedio consistió, simplemente, en sincronizar las alteraciones del campo eléctrico con el incremento en la masa de las partículas. Esta versión modificada del ciclotrón se denominó «sincrociclotrón». Hacia 1946, la Universidad de California construyó uno que aceleraba las partículas hasta alcanzar energías de 200 a 400 MeV. Más tarde, los gigantescos sincrociclotrones de Estados Unidos y la Unión Soviética generaron energías de 700 a 800 MeV.

Entretanto, la aceleración de electrones fue objeto de una atención muy diversa. Para ser útiles en la desintegración de átomos, los electrones ligeros deberían alcanzar velocidades mucho mayores que las de los protones (de la misma forma que la pelota de tenis de mesa debe moverse mucho más aprisa que la de golf para conseguir la misma finalidad). El ciclotrón no sirve para los electrones, porque a las altas velocidades que exige su efectividad, sería excesivo el acrecentamiento de sus masas. En 1940, el físico americano Donald , William Kerst diseñó un artificio para acelerar electrones, que equilibraba la creciente masa con un campo eléctrico de potencia cada vez mayor. Se mantuvo a los electrones dentro de la misma trayectoria circular, en

vez de hacerles seguir una espiral hacia fuera. Este aparato se denominó betatrón para crear el antiprotón. Los físicos californianos se aprestaron a detectarlo y producirlo. En 1955, Owen Chamberlain y Emilio G. Segré captaron definitivamente el antiprotón después de bombardear el cobre hora tras hora con protones de 6,2 BeV: lograron retener sesenta. No fue nada fácil identificarlos. Por cada antiprotón producido, se formaron 40.000 partículas de otros tipos. Pero mediante un elaborado sistema de detectores, concebido y diseñado para que sólo un antiprotón pudiera tocar todas las bases, los investigadores reconocieron la partícula sin lugar a dudas. El éxito proporcionó a Chamberlain y Segré el premio Nobel de Física en 1959.

El antiprotón es tan evanescente como el positrón, por lo menos en nuestro Universo. En una ínfima fracción de segundo después de su creación, la partícula desaparece, arrastrada por algún núcleo normal cargado positivamente. Entonces se aniquilan entre sí el antiprotón y un protón del núcleo, que se transforman en energía y partículas menores. En 1965 se concentró la suficiente energía para invertir el proceso y producir un par protón-antiprotón.

En ocasiones, el protón y el antiprotón sólo se rozan ligeramente en vez de llegar al choque directo. Cuando ocurre esto, ambos neutralizan mutuamente sus respectivas cargas. El protón se convierte en neutrón, lo cual es bastante lógico. Pero no lo es tanto que el antiprotón se transforme en un «antineutrón». ¿Qué será ese «antineutrón»? El positrón es la contrapartida del electrón en virtud de su carga contraria, y el antiprotón es también «anti» por razón de su carga. Mas, ¿qué es lo que transmite esa calidad antinómica al antineutrón descargado?

Partícula espín

Aquí se impone una digresión hacia el tema del movimiento rotatorio de las partículas. Usualmente se ve cómo la partícula gira sobre su eje, a semejanza de un trompo, o como la Tierra, o el Sol, o nuestra Galaxia o, si se nos permite decirlo, como el propio Universo. En 1925, los físicos holandeses George Eugene Uhlenbeck y Samuel Abraham Goudsmit aludieron por vez primera a esa rotación de la partícula. Ésta, al girar, genera un minúsculo campo magnético; tales campos han sido objeto de medidas y exploraciones, principalmente por parte del físico alemán Otto Stern y el físico americano Isidor Isaac Rabi, quienes recibieron los premios Nobel de Física en 1943 y 1944, respectivamente, por sus trabajos sobre dicho fenómeno.

Esas partículas —al igual que el protón, el neutrón y el electrón—, que poseen espines que pueden medirse en números mitad, se consideran según un sistema de reglas elaboradas independientemente, en 1926, por Fermi y Dirac. Por ello, se las llama *estadísticas Fermi-Dirac.* Las partículas que obedecen a las mismas se denominan *fermiones,* por lo cual el protón, el electrón y el neutrón son todos fermiones.

Hay también partículas cuya rotación, al duplicarse, resulta igual a un número par. Para manipular sus energías hay otra serie de reglas, ideadas por Einstein y el físico indio S. N. Bose. Las partículas que se adaptan a las «estadísticas Bose-Einstein» son «bosones». Por ejemplo, la partícula alfa, es un bosón.

Estas variedades de partículas tienen diferentes propiedades. Por ejemplo, el principio de exclusión de Pauli (véase capítulo 5) tiene aplicación no sólo a los electrones, sino también a los fermiones; pero no a los bosones.

Es fácil comprender cómo forma un campo magnético la partícula cargada, pero ya no resulta tan fácil saber por qué ha de hacer lo mismo un neutrón descargado. Lo cierto es que ocurre así. La prueba directa más evidente de ello es que cuando un rayo de neutrones incide sobre un hierro magnetizado, no se comporta de la misma forma que lo haría si el hierro no estuviese magnetizado. El magnetismo del neutrón sigue siendo un misterio; los físicos sospechan que contiene cargas positivas y negativas equivalentes a cero, aunque, por alguna razón desconocida, logran crear un campo magnético cuando gira la partícula.

Sea como fuere, la rotación del neutrón nos da la respuesta a esta pregunta: ¿Qué es

el antineutrón? Pues, simplemente, un neutrón cuyo movimiento rotatorio se ha invertido; su polo sur magnético, por decirlo así, está arriba y no abajo. En realidad, el protón y el antiprotón, el electrón y el positrón, muestran exactamente el mismo fenómeno de los polos invertidos.

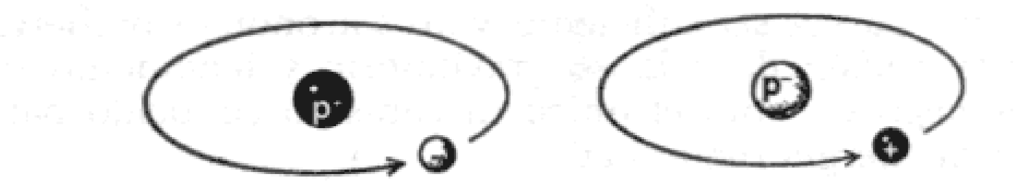


FIG. 7.6. *Un átomo de hidrógeno y un átomo de su contrapartida, la antimateria, consistente en un antiprotón y un positrón.*

Es indudable que las antipartículas pueden combinarse para formar la «antimateria», de la misma forma que las partículas corrientes Tbrman la materia ordinaria (fig. 7.6.). La primera demostración efectiva de antimateria se obtuvo en Brookhaven en 1965, donde fue bombardeado un blanco de berilio con 7 protones BeV y se produjeron combinaciones de antiprotones y antineutrones o sea un «antideuterón». Desde entonces se ha producido el «antihelio 3», y no cabe duda de que se podrían crear unos antinúcleos más complicados aún si se abordara el problema con el suficiente ínteres. Ahora bien, por lo pronto, el principio es de una claridad meridiana, y ningún físico lo pone en duda. La antimateria puede existir.

Pero, ¿existe en realidad? ¿Hay masas de antimateria en el Universo? Si las hubiera, no revelarían su presencia a cierta distancia. Sus efectos gravitatorios y la luz que produjeran serían idénticos a los de la materia corriente. Sin embargo, cuando se encontrasen con esta materia, deberían ser claramente perceptibles las reacciones masivas de aniquilamiento resultantes. Así, pues, los astrónomos se afanan en observar especulativamente las galaxias, para comprobar si hay alguna actividad inusitada que delate las interacciones materia-antimateria.

¿Es posible, pues, que el Universo esté formado casi enteramente por materia, con muy poca o ninguna antimateria?. Y si así es, ¿por qué? Dado que la materia y la antimateria son equivalentes en todos los aspectos, excepto en su oposición electromagnética, cualquier fuerza que crease una originaría la otra, y el Universo debería estar compuesto de iguales cantidades de una y otra.

Éste es el dilema. La teoría nos dice que debería haber allí antimateria, pero la observación se niega a respaldar este hecho. ¿Podemos estar seguros de que es la observación la que falla? ¿Y qué ocurre con los núcleos de las galaxias activas, e incluso más aún, con los cuasares? ¿Deberían ser esos fenómenos energéticos el resultado de una aniquilación materia-antimateria? ¡Probablemente no! Ni siquiera ese aniquilamiento parece ser suficiente, y los astrónomos prefieren aceptar la noción de colapso gravitatorio y fenómenos de agujeros negros, como el único mecanismo conocido para producir la energía requerida.

Rayos cósmicos

¿Y qué pasa, pues, con los rayos cósmicos? La mayoría de las partículas de los rayos cósmicos poseen energías entre 1 y 10 BeV. Esto debería achacarse a la interacción materia-antimateria, pero unas cuantas partículas cósmicas llegan aún más allá: 20 BeV, 30 BeV, 40 BeV (véase figura 7.7). Los físicos del Instituto de Tecnología de Massachusetts han detectado incluso algunas de ellas con una energía tan colosal como de 20 mil millones de BeV. Unos números así están más allá de lo que la mente puede captar, pero nos puede dar alguna idea de lo que esta energía significa, cuando calculamos que la cantidad de energía representada por 20 mil millones de BeV serían suficientes para permitir a una sola partícula submicroscópica alzar un peso de 2 kilogramos a 5 centímetros de altura.

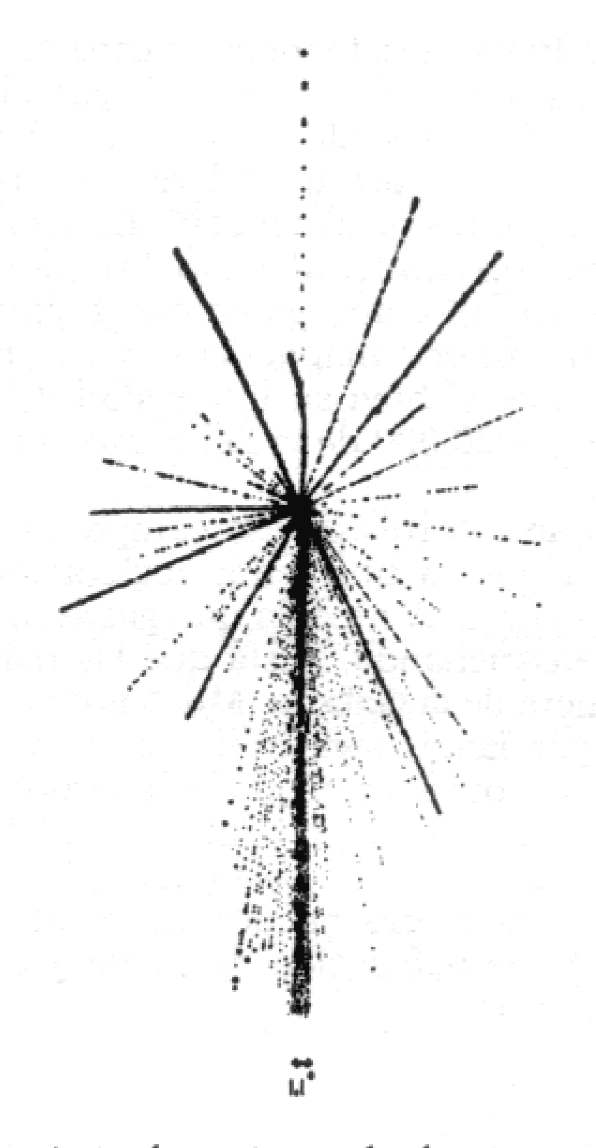


FIG. 7.7. *Aplastamiento de un átomo de plata por un rayo cósmico de 30.000 BeV. La colisión de la partícula cósmica con el núcleo de plata produce 95 fragmentos nucleares, cuyas pautas forman la estrella.*

Desde el descubrimiento de los rayos cósmicos, el mundo se viene preguntando de dónde proceden y cómo se forman. El concepto más simple es el de que en algún punto de la Galaxia, ya en nuestro Sol, ya en un astro más distante, se originan continuas reacciones nucleares, que disparan partículas cuya inmensa energía conocemos ya. En realidad, estallidos de rayos cósmicos leves se producen, poco más o menos, a años alternos (como se descubrió en 1942), en relación con las protuberancias solares. Y, ¿qué podemos decir de fuentes como las supernovas, pulsares y cuasares? Pero no se sabe de ninguna reacción nuclear que pueda producir nada semejante a esos miles de millones de BeV. La fuente energética que podemos concebir sería el aniquilamiento mutuo entre núcleos pesados de materia y antimateria, lo cual libraría *a* lo sumo 250 BeV.

Otra posibilidad consiste en suponer, como hiciera Fermi, que alguna fuerza existente en el espacio acelera las partículas cósmicas, las cuales pueden llegar al principio, con moderadas energías, procedentes de explosiones tales, como las de las supernovas, para ir acelerándose progresivamente a medida que cruzan por el espacio. La teoría más popular hoy es la de que son aceleradas por los campos magnéticos cósmicos, que actúan como gigantescos sincrotrones. En el espacio existen campos magnéticos, y se cree que nuestra Galaxia posee uno, si bien su intensidad debe de equivaler, como máximo, a 1/20.000 de la del campo magnético asociado a la Tierra.

Al proyectarse a través de ese campo, las partículas cósmicas experimentarían una lenta aceleración a lo largo de una trayectoria curva. A medida que ganasen energía,

sus órbitas se irían ensanchando, hasta que las más energéticas se proyectarían fuera de la Galaxia. Muchas de esas partículas no lograrían escapar jamás siguiendo esta trayectoria —porque las colisiones con otras partículas o cuerpos mayores amortiguarían sus energías—, pero algunas sí lo conseguirían. Desde luego, muchas de las partículas cósmicas energéticas que llegan hasta la Tierra pueden haber atravesado nuestra Galaxia después de haber sido despedidas de otras galaxias de la forma descrita.

La estructura del núcleo

Ahora que se han aprendido muchas cosas acerca de la composición general y de la naturaleza del núcleo, existe una gran curiosidad acerca de su estructura, particularmente la fina estructura interior. En primer lugar, ¿cuál es su forma? Dado que es tan pequeño y tan rígidamente lleno de neutrones y protones, naturalmente los físicos dan por supuesto que es esférica. Los finos detalles de los espectros de los átomos sugieren que muchos núcleos poseen una distribución esférica de carga. Otros no: se comportan como si tuviesen dos pares de polos magnéticos, y se dice que esos núcleos poseen *momentos cuatripolo.* Pero su desviación de la esfericidad no es muy grande. El caso más extremo es el de los núcleos de los lantánidos, en los que la distribución de las cargas parece constituir un esferoide prolato (en otras palabras, con forma de balón de fútbol). Incluso aquí, el eje más largo no es más del 20 por 100 mayor que el eje más corto.

En lo que se refiere a la estructura interna del núcleo, el modelo más simple lo describe como una colección fuertemente empaquetada de partículas muy parecidas a una gota *f* de líquido, donde las partículas (moléculas) están empaquetadas muy íntimamente con poco espacio entre ellas, y donde la densidad es virtualmente igual en todas partes y existe una aguda superficie fronteriza.

Este *modelo de gota líquida* fue elaborado por primera vez en detalle en 1936 por Niels Bohr. Sugiere una posible explicación para la absorción y emisión de partículas de algunos núcleos. Cuando una partícula entra en el núcleo, cabe suponer, si distribuye su energía de movimiento a lo largo de unas partículas íntimamente empaquetadas, que ninguna partícula recibe suficiente energía de forma inmediata para separarse. Tras tal vez una cuatrillonésima de segundo, en que se han producido miles de millones de colisiones por azar, algunas partículas acumulan la suficiente energía para escapar del núcleo.

El modelo puede también responder a la emisión de partículas alfa por los núcleos pesados. Esos grandes núcleos tiemblan como gotas líquidas si las partículas les hacen moverse e intercambiar energía. Todos los núcleos temblarían de este modo, pero los núcleos más grandes serían menos estables y más propensos a romperse. Por esta razón, porciones del núcleo en forma de partículas alfa de dos protones y dos neutrones (una combinación muy estable), se liberarían de forma muy espontánea desde la superficie del núcleo. Como resultado de ello, el núcleo se hace más pequeño, menos propenso a escindirse a través del temblor y, finalmente, se convertiría en estable.

Pero el estremecimiento puede también dar paso a otra clase de inestabilidad. Cuando una gran gota de líquido suspendida en otro líquido es obligada a tambalearse por las corrientes del fluido circundante, tiende a descomponerse en pequeñas esferas, a menudo en unas mitades más o menos iguales. Llegado el momento, en 1939 se descubrió (un descubrimiento que describiré de forma más amplia en el capítulo 10), que algunos de esos grandes núcleos llegan a desintegrarse en esta forma a través del bombardeo con neutrones. A esto se le llama *fisión nuclear.*

En realidad, dicha fisión nuclear puede tener lugar algunas veces sin la introducción desde el exterior de una partícula perturbadora. El estremecimiento interno, de vez en cuando, llegaría a originar que el núcleo se desintegrase en dos. En 1940, el físico soviético G. N. Flerov y K. A. Petriak detectaron en realidad esa *fisión espontánea* en átomos de uranio. El uranio muestra principalmente inestabilidad a través de la emisión de partículas alfa, pero en unos 400 gramos de uranio se producen cuatro

fisiones espontáneas por segundo mientras que unos 8 millones de núcleos emiten partículas alfa.

La fisión espontánea también tiene lugar en el protactinio, en el torio y, con mayor frecuencia, en los elementos transuránidos. A medida que los núcleos se hacen más y más grandes, la probabilidad de una fisión espontánea aumenta. En los elementos más pesados de todos —einstenio, fermio y mendelevio—, esto se convierte en el método más importante de ruptura, sobrepasando a la emisión de partículas alfa.

Otro modelo popular del núcleo lo compara al átomo en su conjunto, describiendo a los nucleones en el interior del núcleo, al igual que los electrones que rodean el núcleo, ocupando capas y subcapas, cada una de ellas afectando a las demás sólo levemente. A esto se le llama *modelo de capas.*

Por analogía con la situación en las capas electrónicas del átomo, cabe suponer que los núcleos llenos de capas exteriores nucleónicas deberían ser más estables que aquellos que no tienen ocupadas las capas exteriores. La teoría más sencilla indicaría que núcleos con 2, 8, 20, 40, 70 o 112 protones o neutrones serían particularmente estables. Sin embargo, ello no encaja con la observación. La física germanonorteamericana María Goeppert Mayer tuvo en cuenta el espín de protones y neutrones y mostró cómo esto afectaría a la situación. Si se diese el caso de que los núcleos contuviesen 2, 8, 20, 50, 82 o 126 protones o neutrones, en ese caso serían particularmente estables, encajando así en las observaciones. Los núcleos con 28 o 40 protones serían aún mucho más estables. Todos los demás serían menos estables, e incluso auténticamente inestables! Esos *números de capas* se llaman en ocasiones *números mágicos* (mientras que el 28 y el 40 son en ocasiones denominados *números semimágicos).*

Entre los núcleos de número mágico se encuentra el helio 4 (2 protones y 2 neutrones), el oxígeno 16 (8 protones y 8 neutrones), y el calcio 40 (20 protones y 20 neutrones), todos especialmente estables y más abundantes en el Universo que otros núcleos de tamaño similar.

En lo que se refiere a unos números mágicos más altos, el estaño tiene diez isótopos estables, cada uno de ellos con 50 protones, y el plomo tiene cuatro, cada uno con 82 protones. Existen cinco isótopos estables (cada uno de un elemento diferente), con 50 neutrones y siete isótopos estables con 82 neutrones. En general, las predicciones detalladas de la teoría de capa nuclear funcionan mejor cerca de los números mágicos. A mitad de camino (como en el caso de los lantánidos y actínidos), la adecuación es más pobre. Pero exactamente en las regiones intermedias, los núcleos se hallan mucho más lejos de la esfericidad (hay que tener en cuenta que la teoría de capas da por supuesta la forma esférica) y son más marcablemente elipsoidales. El premio Nobel de Física de 1963 se concedió a Goeppert Mayer y a otros dos: Wigner, y el físico alemán Johannes Hans Tensen, que también contribuyeron a esta teoría.

En general, a medida que los núcleos se hacen más complejos, son más raros en el Universo, o menos estables, o ambas cosas. Los más complejos isótopos estables son el plomo 208 y el bismuto 209, cada uno con el número mágico de 126 neutrones, y el plomo, con el número mágico de 82 protones añadidos. Más allá, todos los nucleidos son inestables y, por lo general, se hacen aún más inestables a medida que aumenta el tamaño del núcleo. Sin embargo, una consideración de los números mágicos explica el hecho de que el torio y el uranio posean isótopos que están mucho más cercanos a la estabilidad que otros nucleidos de similar tamaño. La teoría predice también que algunos isótopos de los elementos 110 y 114 (como ya he mencionado antes), deberán ser considerablemente menos estables que otros nucleidos de ese tamaño. Pero en lo que se refiere a este asunto, nos tendremos que limitar a esperar y ver...

LEPTONES

El electrón y el positrón son notables por sus pequeñas masas —sólo 1/1.836 de la del protón, el neutrón, el antiprotón o el antineutrón—, y_r por lo tanto, han sido denominados *leptones* (de la voz griega *leptos,* que significa «delgado»). Aunque el

electrón fue descubierto por primera vez hace ya cerca de un siglo, no se ha descubierto aún ninguna partícula que sea menos masiva que el electrón (o positrón) y que lleve una carga eléctrica. Tampoco se espera un descubrimiento así. Es posible que la carga eléctrica, sea lo que fuese (sabemos cómo actúa y cómo medir sus propiedades, pero aún no sabemos qué es), tenga asociada un mínimo de masa, y que ésta es la que se muestra en el electrón. En realidad, es probable que no tenga nada que ver con el electrón, excepto la carga, y cuando el electrón se comporta como una partícula, la carga eléctrica de esa partícula parece carecer de extensión, e incluso que sólo ocupa un mero punto. (Realmente, existen algunas partículas que no tienen en absoluto asociada con ellas ninguna masa (es decir, ninguna *masa en reposo,* algo que ya explicaré en el próximo capítulo), pero no poseen carga eléctrica. Por ejemplo, las ondas de luz y otras formas de radiación electromagnéticas se comportan como partículas (véase el capítulo siguiente). Esta manifestación en forma de partículas de lo que, de ordinario, concebimos como una onda se denomina *fotón,* de la palabra griega que significa «luz».

El fotón tiene una masa de 1, una carga eléctrica de O, pero posee un espín de 1, por lo que es un bosón. ¿Cómo se puede definir lo que es el espín? Los fotones toman parte en las reacciones nucleares, pero el espín total de las partículas implicadas antes y después de la reacción deben permanecer inmutadas *(conservación del espín).* La única forma de que esto suceda en las reacciones nucleares que implican a los fotones radica en suponer que el fotón tiene un espín de 1.

El fotón no se considera un leptón, puesto que este término se reserva para los fermiones.

Existen razones teóricas para suponer que, cuando las masas se aceleran (como cuando se mueven en órbitas elípticas en torno de otra masa o llevan a cabo un colapso gravitacional), emiten energía en forma de ondas gravitatorias. Esas ondas pueden, asimismo, poseer también aspecto de partícula, por lo que toda partícula gravitacional recibe el nombre de *graviton.*

La fuerza gravitatoria es mucho, mucho más débil que la fuerza electromagnética. Un protón y un electrón se atraen gravitacionalmente son sólo $1/10^{39}$ de la fuerza con que se atraen electromagnéticamente. El graviten debe poseer, correspondientemente, menos energía que el fotón y, por lo tanto, ha de ser inimaginablemente difícil de detectar.

De todos modos, el físico norteamericano Joseph Weber emprendió en 1957 la formidable tarea de detectar el gravitón. Llegó a emplear un par de cilindros de aluminio de 153 centímetros de longitud y 66 de anchura, suspendidos de un cable a una cámara de vacío. Los gravitones (que serían detectados en forma de ondas), desplazarían levemente esos cilindros, y se empleó un sistema para detectar el desplazamiento que llegase a captar la cienbillonésima parte de un centímetro. Las débiles ondas de los gravitones, que proceden del espacio profundo, deberían chocar contra todo el planeta, y los cilindros separados por grandes distancias se verán afectados de forma simultánea. En 1969, Weber anunció haber detectado los efectos de las ondas gravitatorias. Esto produjo una enorme excitación, puesto que apoyaba una teoría particularmente importante (la teoría de Einstein de la relatividad general). Desgraciadamente, no todas las historias científicas tienen un final feliz. Otros científicos no pudieron duplicar los resultados de Weber, lo intentaran como lo intentasen, y la creencia general fue la de que los gravitones siguen sin poder detectarse. No obstante, los físicos confían lo suficiente en la teoría como para estar seguros de que existen. Son partículas con una masa de 0, una carga de 0 y un espín de 2, y son asimismo bosones. Los gravitones no han sido tampoco enumerados entre los leptones.

Fotones y gravitones no tienen antipartículas; o, más bien, cada cual posee su propia antipartícula. Una forma de visualizarlo es imaginarse un papel doblado por la mitad y que, tras ser desplegado, presenta una arruga que corre por su centro. Si se coloca un pequeño círculo a la izquierda de la arruga, y otro a igual distancia a la derecha, los mismos representarán un electrón y un positrón. El fotón y el gravitón podrían hallarse

a la derecha del doblez.

Neutrinos y antineutrinos

Hasta ahora, pues, parece que existen dos leptones: el electrón y el positrón. Los físicos podrían haberse contentado con esto; no parecía existir una abrumadora necesidad de nada más, excepto que sí *existía* esa necesidad. Había complicaciones relacionadas con la emisión de partículas beta por los núcleos radiactivos.

La partícula emitida por un núcleo radiactivo, por lo general lleva una considerable cantidad de energía. ¿Y de dónde procede esa energía? Es creada por la conversión en energía de una pequeña parte de la masa del núcleo; en otras palabras, el núcleo siempre pierde un poco de masa en el acto de expeler la partícula. Los físicos se han visto durante mucho tiempo turbados por el hecho de que, a menudo, la partícula beta emitida en una desintegración del núcleo no alberga energía suficiente para tener en cuenta la cantidad de masa perdida por el núcleo. En realidad, los electrones no eran igualmente deficitarios. Emergían con un amplio espectro de energías, y el máximo (conseguido por muy pocos electrones), era casi correcto, pero todos los demás no llegaban a alcanzarlo en mayor o menor grado. Ni tampoco era necesaria una concomitancia de emisión de partículas subatómicas. Las partículas alfa emitidas por un nucleido particular poseían iguales energías en cantidades inesperadas. En ese caso, ¿qué era erróneo en la emisión de partículas beta? ¿Qué había sucedido con la energía perdida?

En 1922, Lise Meitner se hizo por primera vez esta pregunta, y, hacia 1930, Niels Bohr estaba dispuesto a abandonar el gran principio de conservación de la energía, al menos en lo concerniente a partículas subatómicas. En 1931, Wolfgang Pauli sugirió una solución para el enigma de la energía desaparecida. Tal solución era muy simple: junto con la partícula beta del núcleo se desprendía otra, que se llevaba la energía desaparecida. Esa misteriosa segunda partícula tenía propiedades bastante extrañas. No poseía carga ni masa. Lo único que llevaba mientras se movía a la velocidad de la luz era cierta cantidad de energía. A decir verdad, aquello parecía un cuerpo ficticio creado exclusivamente para equilibrar el contraste de energías.

Sin embargo, tan pronto como se propuso la posibilidad de su existencia, los físicos creyeron en ella a pies juntillas. Y esta certeza se intensificó al descubrirse el neutrón y al saberse que se desintegraba en un protón y se liberaba un electrón, que, como en la decadencia beta, portaba insuficientes cantidades de energía. Enrico Fermi dio a esta partícula putativa el nombre de «neutrino», palabra italiana que significa «pequeño neutro».

El neutrón dio a los físicos otra prueba palpable de la existencia del neutrino. Como ya hemos dicho, casi todas las partículas describen un movimiento rotatorio. Esta rotación se expresa, más o menos, en múltiplos de una mitad según la dirección del giro. Ahora bien, el protón, el neutrón y el electrón tienen rotación y una mitad. Por tanto, si el neutrón con rotación de una mitad origina un protón y un electrón, cada uno con rotación de una mitad, ¿qué sucede respecto a la ley sobre conservación del momento angular? Aquí hay algún error. El protón y el electrón totalizan una unidad con sus rotaciones (si ambas rotaciones siguen la misma dirección) o cero (si sus rotaciones son opuestas); pero sus rotaciones no pueden sumar jamás una mitad. Sin embargo, por otra parte, el neutrino viene a solventar la cuestión. Supongamos que la rotación del neutrón sea + 1/2. Y admitamos también que la rotación del protón sea + 1/2, y la del electrón, - 1/2, para dar un resultado neto de 0. Demos ahora al neutrino una rotación de + 1/2, y la balanza quedará equilibrada.

+ 1/2 *(n)* = + 1/2 *(p)* - 1/2 *(e)* + *1/2* (neutrino)

Pero aún queda algo por equilibrar. Una sola partícula (el neutrón) ha formado dos partículas (el protón y el electrón), y, si incluimos el neutrino, tres partículas. Parece más razonable suponer que el neutrón se convierte en dos partículas y una antipartícula. En otras palabras: lo que realmente necesitamos equilibrar no es un neutrino, sino un antineutrino. *(*El propio neutrino surgiría de la conversión de un

protón jen un neutrón. Así, pues, los productos serían un neutrón j(partícula), un positrón (antipartícula) y un neutrino (partícula)]! Esto también equilibra la balanza.

11 En otras palabras, la existencia de neutrinos y antineutrinos debería salvar no una, sino tres, importantes leyes de conservación: la de conservación de la energía, la de conservación del espín y la de conservación de partículas/antipartículas» Es importante conservar esas leyes puesto que parecen estar presentes en toda clase de reacciones nucleares que no impliquen electrones o positrones, y sería muy útil si también se hallasen presentes en reacciones que incluyesen esas partículas.

Las más importantes conversiones protón-neutrón son las relacionadas con las reacciones nucleares que se desarrollan en el Sol y en los astros. Pjsr consiguiente, las estrellas emiten radiaciones rápidas de neutrinos, y se calcula que tal vez pierdan *a* causa de éstos el 6 u 8 % de su energía., Sin embargo, esto es cierto sólo para estrellas tales como nuestro Sol. En 1961, el físico americano Hong Yi Chiu manifestó que cuando se elevan las temperaturas centrales de un astro,

pueden ser importantes las reacciones productoras de neutrinos adicionales. Cuando una estrella, en su curso evolutivo, progresa hacia un centro de temperatura cada vez más elevada (véase capítulo 2), los neutrinos le arrebatarán su energía en proporción creciente Esto tiene una gran importancia. El método habitual de transmitir energía —mediante los fotones— es lento. Los fotones mantienen una interacción con la materia y se abren camino desde el centro del Sol hacia la periferia, tras innumerables series de absorciones y reemisiones. Por consiguiente, aunque la temperatura, en el centro del Sol, sea de 15.000.000° C, su superficie está sólo a 6.000° C. La sustancia solar es un buen aislante del calor.

Sin embargo, los neutrinos no mantienen virtualmente interacción con la materia. Se ha calculado que el neutrino corriente podría atravesar 100 años luz de plomo sólido sin que sus probabilidades de resultar absorbido superaran el 50 %. Esto significa que el neutrino formado en el centro del Sol parte instantáneamente, a la velocidad de la luz, para alcanzar, sin interferencias, la superficie del astro en menos de tres segundos, y proseguir su veloz trayectoria. (Cualquier neutrino lanzado en nuestra dirección, nos atravesará sin afectarnos en forma alguna. Así ocurrirá siempre, día y noche, pues con la oscuridad, cuando la masa terrestre se interpone entre nosotros y el Sol, los neutrinos pueden atravesar fácilmente tanto la Tierra como nuestros cuerpos.)

Según calcula Chiu, cuando se alcanza la temperatura central de unos 6.000.000.000° C, casi toda la energía del astro se deposita en los neutrinos. Éstos parten al instante, llevándose consigo la energía, y el centro solar se enfría de un modo drástico. Tal vez sea esto lo que determine la catastrófica contracción, que luego se manifiesta en forma de una supernova.

Rastreando el neutrino

\Cualquier conversión neutrón-protón origina antineutrinos/ mas por ahora no se sabe que éstos actúen en las vastas proporciones que conducen a esos aludes de neutrinos procedentes de cada estrella.!;Las fuentes más importantes de antineutrinos son la radiactividad natural y la fisión del uranio) (a las cuales nos referiremos más detenidamente en el capítulo 10).

Naturalmente, los físicos no se dieron por satisfechos hasta encontrar el rastro del neutrino. El científico no se siente feliz mientras haya de aceptar como artículo de fe los fenómenos o leyes de la Naturaleza. Pero, ¿cómo detectar una entidad tan nebulosa cual el neutrino, un objeto sin masa ni carga y prácticamente sin tendencia alguna a la interpretación con la materia corriente?

Sin embargo, aún quedaba una leve esperanza. Y si bien parecen extremadamente reducidas, no son nulas las probabilidades de que un neutrino reaccione ante cualquier partícula. El atravesar cien años luz de plomo sin experimentar modificación, se considera como un promedio; pero ciertos neutrinos reaccionarán con una partícula

antes de alcanzar semejante distancia, y algunos —una proporción ínfima, casi inconcebible, del número total— detendrán su carrera ante el equivalente de 2,5 mm de plomo.

En 1953, un equipo de físicos dirigido por Clyde L. Cowan y Frederick Reines, del «Los Alamos Scientific Laboratory», intentaron abordar lo «casi imposible». Instalaron los aparatos para detectar neutrinos junto a un inmenso reactor de fisión de la Atomic Energy Commission, a orillas del río Savannah, en Georgia. El reactor proporcionaría corriente de neutrones, que liberarían aludes de antineutrinos, o al menos así se esperaba. Para capturarlos, los investigadores emplearon grandes tanques de agua. El plan consistió en dejar que los antineutrinos bombardearan los protones (núcleos de hidrógeno) dentro del agua, al objeto de poder detectar así los resultados cuando un protón capturara un antineutrino.

1¿Qué sucedería? Cuando el neutrón se desintegra, desprende un protón, un electrón y un antineutrino.j Ahora bien, la absorción del antineutrino por el protón debería originar, fundamentalmente, lo contrario. Es decir, el protón debería convertirse en neutrón al emitir un positrón en el proceso. Así, pues, sería preciso estar atento a dos acontecimientos: 1." La creación de neutrones. 2." La creación de positrones. Para detectar los neutrones, se disolvería un compuesto de cadmio en el agua, pues cuando el cadmio absorbe los neutrones, emite rayos gamma de energía característica. Y los positrones se podrían identificar por su interacción aniquiladora con los electrones, lo cual originaría otra especie de rayos gamma. Si los instrumentos de los investigadores detectaran esos rayos gamma de energías tan reveladoras, con el intervalo exacto, se podría tener la certeza de que habrían captado los antineutrinos.

Los investigadores pusieron a punto sus ingeniosos artificios detectores y esperaron pacientemente hasta 1956, en que lograron capturar el antineutrino. Hacía entonces veinticinco años que Pauli había descubierto la partícula. Los periódicos, e incluso algunas revistas especializadas, lo llamaron, simplemente, «neutrino».

Para llegar hasta el auténtico neutrino necesitamos alguna fuente rica en neutrinos. Y la idónea es, evidentemente, el Sol. ¿Qué sistema puede emplearse para detectar el neutrino como elemento opuesto al antineutrino? Se perfila una posibilidad —según cierta sugerencia del físico italiano Bruno Pontecorvo— con el cloro 37, que representa, aproximadamente, 1/4 de todo el cloro contenido en los átomos. Su núcleo posee 17 protones y 20 neutrones. Si uno de esos neutrones absorbe un neutrino, se transforma en protón (y desprende un electrón). Entonces, el núcleo tendrá 18 protones y 19 neutrones, y será el argón 37.

Para constituir un blanco aceptable de neutrones-cloro se podría usar el cloro líquido; pero se trata de una sustancia muy corrosiva y tóxica; además, si se quiere mantener líquida, se ha de resolver un problema de refrigeración. En su lugar podemos utilizar compuestos orgánicos que contengan cloro; para este propósito es adecuado el tetracloroetileno.

En 1956, el físico americano Raymond R. Davis tendió dicha «trampa» al neutrino, para demostrar que existe realmente una diferencia entre el neutrino y el antineutrino. Suponiendo que ambas partículas fueran distintas, la «trampa» detectaría sólo neutrinos, no antineutrinos. Cuando fue montada junto a un reactor de fisión en condiciones que le permitieran detectar antineutrinos (suponiendo que éstos fuesen idénticos a los neutrinos), *no* los detectó.

Luego se intentó detectar los neutrinos del Sol. Para ello, se empleó un enorme tanque con 450.000 litros de tetracloroetileno. Se instaló en una profunda mina de Dakota del Sur, o sea, que encima había la tierra suficiente para absorber cualesquiera partículas que llegaran del Sol, excepto los neutrinos. (Así, pues, nos encontramos ante la peregrina situación de que es preciso zambullirse en las entrañas de la Tierra para poder estudiar el Sol.) Aquel tanque permaneció expuesto a los neutrinos solares durante varios meses, para que el argón 37 tuviera tiempo de acumularse en cantidad apreciable. Luego se llenó el tanque hasta el borde con helio, se mantuvo así veintidós horas y se determinó la minúscula cantidad de argón 37. En 1968 se detectaron los

neutrinos solares, pero en una cantidad inferior a la mitad de lo que se había supuesto, según las teorías actuales acerca de lo que ocurre en el interior del Sol. Ahora bien, para esto se requieren unas técnicas experimentales enormemente laboriosas, y, además, en este sentido nos hallamos todavía en los comienzos.

Interacción nuclear

Nuestra lista de partículas subatómicas comprende ahora I diez: cuatro partículas masivas (o *hartones,* de una palabra / griega que significa «pesado») —el protón, el neutrón, el antiprotón y el antineutrón—; cuatro leptones —el electrón, el ipositrón, el neutrino y el antineutrino— y dos bosones: el / fotón y el gravitón. Y, sin embargo, no eran suficientes, por (lo que los físicos decidieron seguir adelante. Las atracciones ordinarias entre protones y electrones aislados, o repulsiones entre dos protones y dos electrones, pueden explicarse con facilidad como el resultado de las *interacciones electromagnéticas.* La forma en que dos átomos se mantienen unidos, o dos moléculas, se explica por las interacciones electromagnéticas: la atracción de los núcleos cargados positivamente respecto de los electrones exteriores.

Mientras se creyó que el núcleo atómico estaba compuesto por protones y electrones, pareció razonable dar por supuesto que la interacción electromagnética —la atracción conjunta entre protones y electrones— sería suficiente para explicar asimismo cómo se mantenían unidos los núcleos. Sin embargo, una vez que fue aceptada la teoría protón-neutrón de la estructura nuclear, se produjo en 1930 la sorprendente comprobación de que no existía una explicación para lo que mantiene unido al núcleo.

Si los protones fuesen las únicas partículas cargadas presentes, en ese caso la interacción electromagnética estaría representada por una muy fuerte repulsión entre los protones que eran impulsados rígidamente unos contra otros en el diminuto núcleo. Cualquier núcleo atómico debería explotar con tremenda fuerza desde el instante en que se formó (si es que pudo formarse en primer lugar).

De forma clara, debería hallarse implicada alguna forma de interacción, algo mucho más fuerte que la interacción electromagnética y capaz de sobreimponerse a la misma. En 1930, la única otra interacción conocida era la *interacción gravitatoria,* que es mucho más débil que la interacción electromagnética, y que puede, en realidad, dejarse de lado al tomar en consideración los acontecimientos subatómicos, por lo que nadie reparó en ello. No, debía de existir una *interacción nuclear,* alguna desconocida hasta aquel momento, pero que fuese muy fuerte.

La fuerza superior de la interacción nuclear puede demostrarse a través de la siguiente consideración. Los dos electrones de un átomo de helio pueden eliminarse del núcleo por la aplicación de 54 electronvoltios de energía. Esa cantidad de energía es suficiente para hacer frente a una fuerte manifestación de interacción electromagnética.

Por otra parte, el protón y el neutrón constituyen un deuterón, con los enlaces más débiles de todos los núcleos y que requiere 2 millones de electronvoltios para su desintegración. Teniendo en cuenta el hecho de que las partículas en el interior del núcleo se hallan mucho más cerca unas de otras que los átomos en el interior de una molécula, sigue siendo razonable llegar a la conclusión de que la interacción nuclear es 130 veces superior a la interacción electromagnética. ¿Pero, cuál es la naturaleza de esa interacción nuclear? La primera pista fructífera llegó en 1932, cuando Werner Heisenberg sugirió que los protones se mantenían unidos a través de unas *fuerzas de intercambio.* Describió a los proto! nes y neutrones en el núcleo como intercambiando continuamente identidad, por lo que, cualquier partícula dada, es en primer lugar un protón, luego un neutrón, a continuación un protón, etc. Este proceso debe mantener el núcleo estable de , la misma forma que se sujeta una patata caliente arrojándola con rapidez de una mano a otra. Antes de que el protón se «dé cuenta» (por así decirlo) de que es un protón y trate de escapar de sus protones vecinos, se ha convertido en un neutrón y se queda donde se encontraba. Naturalmente, sólo puede lograrlo si esos cambios tienen lugar con extraordinaria rapidez, digamos en el intervalo de una billonésima de una billonésima de segundo.

Otra forma de contemplar esta interacción consiste en imaginarse a dos partículas que intercambian una tercera. Cada vez que la partícula *A* emite la partícula de intercambio, se mueve hacia atrás para conservar la inercia. Cada vez que la partícula *B* acepta la partícula de intercambio, se ve empujada hacia atrás por idéntica razón. Mientras la partícula de intercambio rebota de atrás adelante, las partículas *A y B se* separan más y más, hasta que parecen experimentar una repulsión. Si, por otra parte, la partícula de intercambio se mueve alrededor al modo de un bumerán, desde detrás de la partícula *A* hasta detrás de la partícula *B,* en ese caso ambas partículas serán impulsadas más íntimamente la una contra la otra y parecerán experimentar una atracción.

Según la teoría de Heisenberg, todas las fuerzas de atracción y repulsión serían el resultado de partículas de intercambio. En el caso de la atracción y repulsión electromagnética, la partícula de intercambio es el fotón; y en el caso de la atracción gravitacional (al parecer no existe repulsión en la interacción gravitatoria), la partícula de intercambio será el graviten.

Tanto el fotón como el graviten carecen de masa, y es al parecer por esa razón que el electromagnetismo y la gravitación constituyen fuerzas que disminuyen sólo con el cuadrado de la distancia y, por lo tanto, se sienten a través de enormes huecos.

La interacción gravitacional y la interacción electromagnética son *interacciones a larga distancia* y, según sabemos hasta hoy, las únicas de este tipo que existen.

La interacción nuclear —dando por supuesto que exista— no puede ser una de este tipo. Debería ser muy fuerte dentro del núcleo, para que el núcleo siguiese existiendo, pero era virtualmente indetectable en el exterior del núcleo, o en otro caso ya se hubiera descubierto hace mucho tiempo. Por lo tanto, la fuerza de la interacción nuclear disminuía con gran rapidez con la distancia. Cada vez que se dobla la distancia, debe disminuir a 1/100 de lo que era, más bien que meramente un 1/4, como en el caso de las interacciones electromagnética y gravitatoria. Por esta razón, no actuaría ningún intercambio de partículas sin masa.

El muón

En 1935, el físico japonés Hideki Yukawa intentó analizar) matemáticamente el problema. Su razonamiento llevó a este resultado: la transferencia alternativa de cargas entre protón y neutrón debe correr a cargo de una partícula que posea cierta masa. Dicha masa se podría calcular tomando como base el alcance del campo de fuerza nuclear —evidentemente, un alcance muy parco, pues no se dejaba sentir más allá del ultramicroscópico núcleo—. La masa estaría en razón inversa al alcance: a mayor masa, menor alcance. Resultó que la masa de la partícula apropiada figuraba en algún lugar entre las masas del protón y el electrón. Yukawa estimó que sería 200 o 300 veces mayor que la masa de un electrón,

Escasamente un año después se descubrió esa partícula tan especial. En el California Institute of Technology, Cari Anderson (descubridor del positrón), cuando examinaba las huellas dejadas por unos rayos cósmicos secundarios, halló un rastro muy corto, más curvilíneo que el del protón y menos que el del electrón. En otras palabras, la partícula en ; cuestión tenía una masa intermedia. Pronto se detectaron otros rastros semejantes, y las partículas recibieron el nombre de «mesotrones» o «mesones», para abreviar.

Más tarde se descubrió otra partícula perteneciente a este tipo de masa intermedia, que recibió el nombre de «mu mesón», «mesón mu» o «muón» («mu» es una letra del alfabeto griego; hoy se emplea ya casi todo este alfabeto para denominar partículas subatómicas). Como en el caso de las partículas citadas anteriormente, el muón presenta dos variedades: positiva y negativa.

El muón negativo, que tiene 206,77 veces más masa que el electrón (y, por tanto, una novena parte del protón) es la partícula; el muón positivo es la antipartícula. El muón negativo y el muón positivo corresponden, respectivamente, al electrón y al positrón.

Por cierto que en 1960 se hizo evidente que el muón negativo era idéntico al electrón en todos los aspectos, excepto en la masa. Era, pues, un «electrón pesado». Asimismo, el muón positivo era un «positrón pesado».

Hasta ahora no se ha podido explicar esta identidad, pese a ser tan real, que los muones negativos pueden remplazar a los electrones en el átomo para formar «átomos muón». Asimismo, los muones positivos remplazan a los positrones en la antimateria.

Los muones positivos y negativos se aniquilarán entre sí, y tal vez giren antes brevemente en torno a un centro común de fuerza: lo mismo cabe decir de los electrones positivos y negativos. Sin embargo, en 1960 el físico americano Vernon Willard Hughes descubrió una situación mucho más interesante. Detectó un sistema en que el electrón giraba alrededor de un muón positivo; lo denominó «muonio» (el positrón que gira alrededor de un muón negativo sería el «antimuonio»).

El átomo muonio (si se nos permite llamarlo así) es análogo al hidrógeno 1, en el cual el electrón gira en torno a un protón positivo, y ambos son similares en muchas de sus propiedades. Aunque los muones y electrones parecen ser idénticos, si se exceptúa la masa, esta diferencia de masas basta para evitar una verdadera oposición entre el electrón y el muón positivo, de forma que ninguno de ellos aniquilará al otro. Por consiguiente, el muonio no tiene la inestabilidad característica del positronio. El muonio resiste más tiempo, y resistiría indefinidamente —siempre y cuando no fuese perturbado desde el exterior— si no fuera porque el muón es mucho menos resistente. Apenas transcurridas dos millonésimas de segundo aproximadamente, el muón se desmorona, y el átomo muonio deja de existir.

He aquí otro punto de similitud: así como las partículas pesadas pueden producir electrones más antineutrinos —como cuando un neutrón se convierte en protón—, o positrones más neutrinos (como cuando un protón se convierte en neutrón), esas mismas partículas pesadas pueden mantener una interacción para formar muones negativos más antineutrinos, o muones positivos más neutrinos. Durante largos años, los físicos dieron por supuesto que los neutrinos que acompañaban a los electrones y positrones eran idénticos a los que iban unidos a los muones negativos y positivos. Sin embargo, en 1962, se comprobó que los neutrinos no pasaban nunca al otro campo, por así decirlo; el neutrino del electrón no emprendía jamás una interacción que condujera a formar un muón, y, por su parte, el neutrino del muón tampoco procedía en el mismo sentido respecto a formar un electrón o un positrón.

Resumiendo: los físicos se encontraron con dos pares de partículas sin cargas ni masas: el antineutrino del electrón y el neutrino del positrón, más el antineutrino del muón negativo y neutrino del muón positivo. ¿Cuál sería la diferencia entre los dos neutrinos y entre los dos antineutrinos? De momento no puede decirse nada en este sentido, pero no cabe duda de que son diferentes. Los muones difieren de los electrones y positrones en otro aspecto: el de la estabilidad. El electrón o positrón abandonado a su propia suerte, permanece invariable indefinidamente. En cambio, el muón es inestable y se desintegra al cumplirse las dos millonésimas de segundo, que es su promedio de vida. El muón negativo se desintegra para formar un electrón (más un antineutrino de la variedad electrón y un neutrino de la variedad muón), mientras que el muón positivo hace lo mismo, aunque a la inversa, o sea, da un positrón, un electrón-neutrino y un muón-antineutrino.

Cuando un muón se desintegra, forma un electrón (o positrón) con menos de 1 /200 de su masa, y un par de neutrinos que carecen en absoluto de masa. ¿Pero, qué sucede con el 99,5 por ciento restante de la masa? De una forma clara, se convierte en energía que puede emitirse como fotones o consumirse en formación de otras partículas.

A la inversa, si se concentra la suficiente energía en un diminuto volumen de espacio, en ese caso en vez de formarse un par electrón-positrón, se formará un par más hinchado; un par parecido al par electrón-positrón, excepto por el hinchamiento de energía que hace las veces de masa. La adherencia de una masa extra al electrón o

positrón básico no es muy fuerte, por lo que el muón es inestable y rápidamente se despoja de esa masa y se convierte en un electrón o positrón.

El tauón

Naturalmente, si se concentra mayor energía en un pequeño volumen, se formará un electrón más masivo. En California, Martin L. Perl empleó un acelerador que aplastaba electrones con elevada energía en positrones también de alta energía. En 1974, se detectó la prueba de semejante electrón superpesado. Se le denominó *electrón tau (tau* es otra letra del alfabeto griego) y, para abreviar, frecuentemente se le llama *tauón.*

Como cabía esperar, el tauón tiene una masa 17 veces mayor que la del muón y, por lo tanto, es 3.500 veces más masivo que un electrón. De hecho, el tauón es el doble de / masivo que un protón o un neutrón. A pesar de su masa, el tauón es un leptón, excepto por su masa e inestabilidad, i puesto que posee todas las propiedades de un electrón. Con i toda su masa, cabía esperar que fuese mucho más inestable que el muón, y así es. El tauón dura sólo una billonésima de 1 segundo, antes de desintegrarse en un muón (y luego en un electrón).

Naturalmente, existe un tauón positivo y un tauón negativo, y los físicos dan por supuesto que asociado con ellos hay una tercera clase de neutrino y antineutrino, aunque en realidad aún no han sido detectados.

La masa del neutrino

En la actualidad se conocen doce leptones, como ya hemos visto: el electrón negativo y positivo (este último constituye el positrón), el muón positivo y negativo, el tauón positivo y negativo, el electrón neutrino y antineutrino, el muón neutrino y antineutrino, y el tauón neutrino y antineutrino. De una forma clara se hallan divididos en tres niveles (o como los físicos dicen ahora *sabores).* Existe el electrón y el asociado neutrino y sus antipartículas; el muón y su asociado neutrino y sus antipartículas; y el tauón y su asociado neutrino y sus antipartículas.

Dado que existen esos tres sabores, no hay razón para que no pueda haber otros. Es posible que si la cantidad de energía a mano se incrementase indefinidamente, se formarían más y más sabores de leptones, cada uno con mayor masa y más inestable que el precedente. Aunque no existe un límite teórico al número de sabores, en realidad, debe haber un límite práctico. Llegado el momento, será sencillo tomar toda la energía del Universo para formar un leptón de un nivel particularmente elevado, no pudiéndose llegar más allá; una partícula así sería tan inestable que su existencia carecería de significado en cualquier sentido.

Si nos confinamos a los tres sabores conocidos en la actualidad, el misterio de los neutrinos resulta desconcertante. ¿Cómo puede haber tres pares fermión sin masa y sin carga, cada uno de ellos claramente diferente en tanto tienen lugar las interacciones de partículas y, sin embargo, sin ninguna propiedad particular al parecer?

Tal vez exista una propiedad distintiva, pero no la hemos buscado de modo apropiado. Por ejemplo, los tres sabores del neutrino se supone que poseen masa cero y, por lo tanto, se mueven siempre a la velocidad de la luz. Sin embargo, supongamos que cada sabor de neutrino tiene una masa muy pequeña, diferente de la de los otros dos. En ese caso, sus propiedades, naturalmente, serían levemente diferentes de uno a otro. Por ejemplo, cada uno viajaría levemente por debajo de la velocidad de la luz, y la cantidad a la que disminuiría esa velocidad, sería algo diferente en cada uno de ellos.

Existen razones teóricas para discutir, en tal caso, que cualquier neutrino, mientras viaja, cambia su identidad, siendo un electrón-neutrino a veces, un muón-neutrino en otras ocasiones, o bien hasta un tauón-neutrino en otros momentos. Esos cambios representan *oscilaciones de neutrino,* sugerido por primera vez como una posibilidad en 1963 por un grupo de físicos japoneses.

En los últimos años 1970, Frederick Reines, uno de los detectadores originales del neutrino, junto con Henry W. Sobel y Elaine Pasierb, de la Universidad de California, lograron hacer una prueba al respecto. Emplearon unos 1.000 kilogramos de un agua pesada muy pura y los bombardearon con neutrinos procedentes de uranio fisionado. Este proceso debería producir *sólo* electrón-neutrinos.

Los neutrinos pueden originar uno u otro de esos acontecimientos. Un neutrino golpea la combinación protón-neutrón del pesado núcleo de hidrógeno en el agua pesada, desintegrándolo y prosiguiendo el movimiento. Se trata de una *reacción de corriente sin carga,* y cualquiera de los sabores de neutrino puede llevarlo a cabo. En segundo lugar, el neutrino, al golpear contra la combinación protón-neutrón, induce un cambio del protón en un neutrón, originando un electrón; en este caso, el neutrino deja de existir. Se trata de una *reacción de corriente con carga,* y *sólo* lo consigue el electrón-neutrino.

Se puede calcular cuántos de esos tipos de sucesos tendrían lugar si los neutrinos no oscilasen y permaneciesen sólo como electrón-neutrinos, y cuántos si los neutrinos oscilasen y algunos cambiasen. En 1980, Reines anunció que su experimento parecía demostrar la existencia de la oscilación del neutrino. (Digo «parecía» porque el experimento se encontró muy cerca del límite de lo detectable, y porque otros experimentadores que han comprobado este asunto han informado *no* haber detectado signos de dicha oscilación.)

El asunto continúa dudoso, pero experimentos realizados por físicos de Moscú, implicando un punto que no tiene nada que ver con oscilaciones, parecen mostrar que el electrón-neutrino posee una masa de, posiblemente, hasta 40 electrón-voltios. Esto le daría una masa de 1/13.000 de la de un electrón, por lo que no hay que extrañarse de que dicha partícula haya pasado por carente de masa.

Si Reines está en lo correcto, pues, y existe una oscilación de neutrino, ello explicaría la escasez de neutrinos procedentes del Sol, que ya he mencionado al principio de este capítulo y que resulta tan intrigante para los científicos. El mecanismo utilizado por Davis para detectar neutrinos solares, sólo daría un electrón-neutrino. Si los neutrinos emitidos por el Sol oscilasen, en ese caso llegarían a la Tierra en una mezcla de tres sabores tal vez en iguales cantidades, por lo que no hay que maravillarse de que sólo detectemos una tercera parte de los neutrinos que esperábamos.

Así, también, si los neutrinos tienen una pequeña cantidad de masa, aunque sólo sea el 1/13.000 de un electrón, en ese caso habría muchos neutrinos en el espacio, y todos ellos juntos harían posible calcular que se encuentran muy lejos de aventajar a todos los protones y neutrones. Más del 99 por 100 de la masa del Universo estaría compuesta por neutrinos, y podrían fácilmente representar la «masa perdida» de la que he hablado en el capítulo 2. En realidad, existiría la suficiente masa de neutrinos en el Universo para cerrarlo y asegurar que, en su momento, la expansión se detendría y el Universo comenzaría a contraerse de nuevo.

Todo esto si Reines está en lo cierto. Pero todavía no lo sabemos.

HADRONES Y QUARKS

Dado que el muón es una especie de pesado electrón, no puede tratarse del cemento nuclear que Yukawa estaba buscando. Los electrones no se encuentran dentro del núcleo, y por lo tanto tampoco estaría el muón. Esto se descubrió que era cierto sobre una base puramente experimental, mucho antes de que se sospechase la próxima identidad del muón y del electrón; los muones, simplemente, no mostraban tendencia a interactuar con los núcleos. Durante algún tiempo, la teoría de Yukawa parecía tambalearse.

Piones y mesones

Sin embargo, en 1947 el físico británico Cecil Frank Powell descubrió otro tipo de mesón en las fotografías de los rayos cósmicos. Era un poco más masivo que el muón

y demostró poseer 273 veces más masa que un electrón. El nuevo mesón fue llamado *mesón pi* o *pión.*

El pión se observó que reaccionaba fuertemente con los núcleos y que se trataba precisamente de la partícula predicha por Yukawa. (Yukawa fue recompensado por el premio Nobel de Física en 1949, y Powell lo recibió en 1950.) Asimismo, existía un pión positivo que actuaba como una fuerza de intercambio entre protones y neutrones, y aparecía también la correspondiente antipartícula, el pión negativo, que llevaba a cabo un servicio similar para los antiprotones y antineutrones. Ambos son de vida más corta que los muones; tras una vida media de un 1/40 de microsegundo, se desintegraban en muones, más neutrinos de la variedad muón. (Y, naturalmente, el muón se desintegra ulteriormente para dar electrones y neutrinos adicionales.) Existe también un pión sin carga, que es su propia antipartícula. (Es decir, en otras palabras, sólo existe una variedad de esa partícula.) Es en extremo inestable, y se desintegra en menos de una cuatrillonésima de segundo para formar un par de rayos gamma. A pesar del hecho de que un pión «pertenece» al interior del núcleo, rodeará fugazmente un núcleo antes de interactuar con el mismo, algunas veces, para formar un *átomo piónico,* como se detectó en 1951. Asimismo, cualquier par de partículas negativa y positiva o sistemas de partículas puede lograrse que giren unas en torno de otras; en los años 1960, los físicos estudiaron cierto número de «átomos exóticos» evanescentes a fin de conseguir alguna noción acerca de los detalles de la estructura de la partícula.

Los piones fueron los primeros descubiertos de toda una clase de partículas, que han sido agrupadas como *mesones.* Las mismas no incluyen al muón, aunque fue la primera partícula conocida a la que se dio el nombre. Los mesones interactúan fuertemente con los protones y neutrones (figura 7.8), mientras que los muones no lo hacen así, por lo que han perdido de esta manera su derecho a verse incluidos en el grupo.

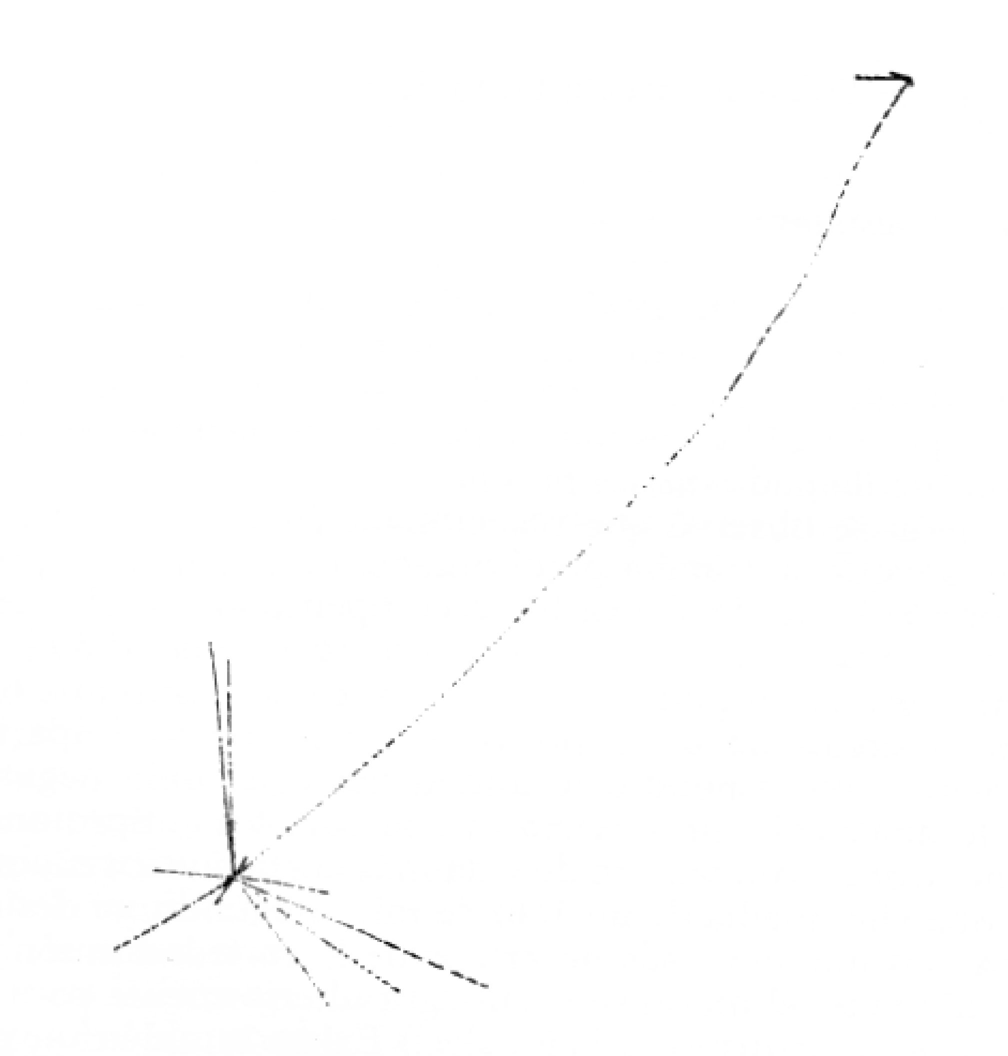


FIG. 7.8. *Colisión de un mesón contra un núcleo. Un mesón de alta energía de una radiación cósmica secundaria choca con un núcleo y produce una estrella compuesta de mesones y partículas alfa* (abajo izquierda)*; el mesón energético viaja entonces a lo largo de la senda oscilante hasta la parte superior derecha donde, finalmente, es detenido por la colisión con otro núcleo.*

Como ejemplo de partículas diferentes al pión y que sean miembros del grupo, existen los *mesones-K,* o *kayones.* Fueron detectados por primera vez en 1952 por dos físicos polacos, Marian Danysz y Jerzy Pniewski. Son unos 970 veces más masivos que un electrón y, por tanto, poseen casi la mitad de la masa de un protón o neutrón. El kayón se presenta en dos variedades, un kayón positivo y un kayón sin carga, y cada uno de ellos posee una antipartícula asociada con el mismo. Naturalmente, son inestables y se desintegran en piones en más o menos un microsegundo.

Baríones

Por encima del mesón se encuentran los bariones (un término que ya he mencionado antes), que incluye el protón y el neutrón. Hasta los años 1950, el protón y el neutrón fueron los únicos especímenes conocidos. Sin embargo, a principios de 1954, fueron descubiertas una serie de partículas aún más masivas (a veces llamadas *hiperones).* Son las partículas del barión las que han proliferado en particular en años recientes, de hecho, y el protón y el neutrón son los más ligeros de una amplia variedad.

Existe *una ley de conservación del número bariónico,* y los físicos han descubierto que, en todas las desintegraciones de partículas, el número neto de bariones (es decir, bariones menos antibariones) sigue siendo el mismo. La desintegración es siempre de una partícula más masiva a otra menos masiva, y esto explica el porqué el protón es estable y es el *único* barión en ser estable. Tiene lugar en los bariones más ligeros. Si se desintegra, debería cesar de ser un barión y así infringiría la ley de conservación del

número barión. Por la misma razón, un antiprotón es estable porque es el antibarión más ligero. Naturalmente, un protón y un antiprotón pueden enzarzarse en una mutua aniquilación puesto que, tomados juntos, constituyen un barión más un antibarión para un número de barión neto de cero.

(Existe asimismo una *ley de conservación del número leptónico,* que explica por qué el electrón y el positrón son los *únicos* leptones estables. Son los leptones menos masivos y no pueden descomponerse en algo más simple sin violar esa ley de conservación. En realidad, electrones y positrones tienen una segunda razón para no desintegrarse. Son las partículas menos masivas que pueden poseer una carga eléctrica. Si se desintegrasen en algo más simple, perderían la carga eléctrica, algo prohibido por la *ley de conservación de carga eléctrica.* Se trata en efecto de una ley más extraña que la de conservación del número bariónico, como veremos, puesto que los electrones y positrones son, en cierto sentido, más estables que los protones y antiprotones o, por lo menos, deberían ser más estables.)

Los primeros bariones en descubrirse más allá del protón y neutrón recibieron nombres griegos. Existe la *partícula lambda,* la *partícula sigma* y la *partícula xi.* La primera se presentó en una variedad, una partícula neutra; la segunda en tres variedades, positiva, negativa y sin carga; la tercera en dos variedades, negativa y sin carga. Cada una de las mismas tiene una partícula asociada, lo cual hace un total de doce partículas. Todas son en extremo inestables; ninguna puede vivir más allá de una centésima de microsegundo, más o menos; y algunas, como la partícula sigma sin carga, se desintegran tras una centésima de billonésima de microsegundo.

La partícula lambda, que carece de carga, puede remplazar un neutrón en un núcleo para formar un *hipernúcleo,* una entidad que dura menos de una milmillonésima de segundo. La primera en descubrirse fue en un núcleo de hipertritio compuesto de un protón, un neutrón y una partícula lambda. Fue localizada entre los productos de radiación cósmica por Danysz y Pniewski en 1952. En 1963, Danysz informó de hipernúcleos que contenían dos partículas lambda. Y lo que es más, los hiperones negativos pueden remplazar electrones en la estructura atómica como se informó por primera vez en 1968. Tales electrones masivos de remplazo giran en torno del núcleo en unas zonas tan próximas como para pasar en realidad su tiempo dentro de las regiones exteriores nucleares.

Pero todas éstas son partículas comparativamente estables; viven el tiempo suficiente para ser detectadas directamente y ser recompensadas con facilidad con una vida media y personalidad propia. En los años 1960, la primera de toda una serie de partículas fue detectada por Álvarez (que recibió el premio Nobel de Física en 1968 como resultado de todo ello). Todas tenían una vida tan breve que su existencia sólo puede deducirse a partir de la necesidad de contar sus productos de desintegración. Sus vidas medias se encuentran en el orden de una billonésima de billonésima de segundo, y uno llega a preguntarse si son realmente partículas individuales o meramente una combinación de dos o más partículas, que realizan una pausa para conocerse unas a otras antes de centellear.

Estas entidades de vida ultrabreve se llaman *partículas de resonancia,* y, en cuanto los físicos comenzaron a tener a su disposición cada vez mayores cantidades de energía, continuaron produciendo cada vez más partículas, hasta 150, y aún se conocieron más. Todas se encontraban entre los mesones y los bariones, y esos dos grupos fueron reunidos como *hadrones* (de una palabra griega que significa *voluminoso).* Los leptones siguen teniendo unos modestos tres sabores, cada uno conteniendo una partícula, antipartícula, neutrino y antineutrino.

Los físicos quedaron tan desolados con la multiplicidad de los hadrones como les había pasado a los químicos con la multiplicidad de los elementos un siglo antes. Cada vez fue creyéndose más que los hadrones debían estar compuestos de partículas más simples. A diferencia de los leptones, los hadrones no tenían puntos sino unos diámetros definidos, no muy grandes, en realidad, sólo alrededor de 25 billonésimas de centímetro, pero esto no es un punto.

En los años 1950, el físico estadounidense Robert Hofstadter investigó núcleos con electrones en extremo energéticos. Los electrones no interactuaban con los núcleos sino que rebotaban; a partir de estos rebotamientos, Hofstadter llegó a la conclusión acerca de la estructura del hadrón y, en su momento, demostraron ser inadecuadas, pero constituyeron un buen principio. Como resultado de todo ello, compartió el premio Nobel de Física en 1961.

La teoría quark

Una cosa que parecía necesaria radicaba en una especie de tabla periódica para partículas subatómicas, algo que las agrupase en familias formadas por un núcleo básico de miembros o miembros con otras partículas que son estados de excitación de esos miembros básicos o miembros (tabla 7.1).

Algo de esta especie se propuso en 1961 por parte del físico norteamericano Murray Gell-Mann y por el físico israelí Yuval Ne'emen, que trabajaban de forma independiente. Se colocaron juntos grupos de partículas en una hermosa pauta simétrica que dependía de varias propiedades: una pauta que Gell-Mann denominó de *ocho pliegues,* pero a la que formalmente se le denomina SU n.° 3. En particular, uno de tales agrupamientos necesita una partícula más para completarse. Esa partícula, para encajar en el grupo, debería tener una masa particular y una serie particular de otras propiedades.

PARTÍCULAS SUBATÓMICAS DE LARGA VIDA

FAMILIA	PARTÍCULA	SÍMBOLO	MASA	SPIN	CARGA ELÉCTRICA
	FOTÓN	γ (RAYOS GAMMA)	0	1	NEUTRA
	GRAVITÓN	—	0	2	NEUTRA
ELECTRONES	NEUTRINO DEL ELECTRÓN	ν_e	0	1/2	NEUTRA
	ELECTRÓN	e^-	1	1/2	NEGATIVA
MUONES	NEUTRINO DEL MUÓN	ν_μ	0 (?)	1/2	NEUTRA
	MUÓN	μ^-	206.77	1/2	NEGATIVA
MESONES	PIÓN	π^+	273.2	0	POSITIVA
		π^-	273.2	0	NEGATIVA
		π^0	264.2		
	CAÓN	K^+	966.6	0	POSITIVA
		K^0	974	0	NEUTRA
BARIONES	NUCLEÓN	p (PROTÓN)	1836.12	1/2	POSITIVA
		n (NEUTRÓN)	1838.65	1/2	NEUTRA
	LAMBDA	Λ^0	2128.8	1/2	NEUTRA
	SIGMA	Σ^+	2327.7	1/2	POSITIVA
		Σ^-	2340.5	1/2	NEGATIVA
		Σ^0	2332	1/2	NEUTRA
	XI	Ξ^-	2580	1/2	NEGATIVA
		Ξ^0	2570	1/2	NEUTRA

462

TABLA 7.1. *El mesón K° tiene dos diferentes existencias, mientras que las demás partículas sólo poseen una. Fuente: The World of Elementary Particles por Kenneth W. Ford (c) Copyright 1963, Xerox Corporation.*

ANTIPARTÍCULA	NÚMERO DE PARTÍCULAS DISTINTAS	VIDA PROMEDIO (SEGUNDOS)	FORMA TÍPICA DE DECADENCIA
LA MISMA PARTÍCULA	1	INFINITA	——
LA MISMA PARTÍCULA	1	INFINITA	——
$\overline{\nu_e}$	2	INFINITA	NEUTRA
e^+ (POSITRÓN)	2	INFINITA	NEGATIVA
$\overline{\nu_\mu}$	2	INFINITA	——
μ^+	2	2.212 10^{-6}	$\mu^- \rightarrow e^- + \nu_e + \nu_\mu$
π^+ LA MISMAS PARTICULAS		2.55 10^{-8}	$\pi^+ \rightarrow \mu^+ + \nu^+$
π^-	3	2.55 10^{-8}	$\pi^- \rightarrow \mu^- + \nu^-$
π^0		1.9 10^{-16}	$\pi^0 \rightarrow \gamma + \gamma$
$\overline{K^+}$ (NEGATIVA)		1.22 10^{-8}	$\overline{K^+} \rightarrow \pi^+ + \pi^0$
$\overline{K^0}$	4	1.00 10^{-10} and* 6 10^{-8}	$\overline{K^0} \rightarrow \pi^+ + \pi^-$
$\overline{p}$ (NEGATIVA)	4	INFINITA	
$\overline{n}$		1013	$n \rightarrow p + e^- + \nu_e$
$\overline{\Lambda^0}$	2	2.51 10^{-10}	$\Lambda^0 \rightarrow p + \pi^- +$
$\overline{\Sigma^+}$ (NEGATIVA)		8.1 10^{-11}	$\Sigma^+ \rightarrow n + \pi^+ +$
$\overline{\Sigma^-}$ (POSITIVA)	6	1.6 10^{-10}	$\Sigma^- \rightarrow n + \pi^+ +$
$\overline{\Sigma^0}$		Alrededor de 10^{-20}	$\Sigma^0 \rightarrow \Lambda^0 + \gamma +$
$\overline{\Xi^-}$ (POSITIVA)	4	1.3 10^{-10}	$\Xi^- \rightarrow \Lambda^0 + \pi^- +$
$\overline{\Xi^0}$		Alrededor de 10^{-10}	$\Xi^0 \rightarrow \Lambda^0 + \pi^0 +$
	33		

463

La combinación no era probablemente una por partícula. Sin embargo, en 1964, una partícula (la *omega menos)* fue detectada exactamente con la serie de propiedades predichas y, en años sucesivos se detectó docenas de veces. En 1971 se detectó su antipartícula, la *antiomega menos.*

Aunque los bariones se dividieron en grupos, y se estableció una tabla periódica subatómica, aún siguieron existiendo diferentes partículas para proporcionar a los físicos el ansia de encontrar algo todavía más simple y fundamental. En 1964, GellMann, tras haberse esforzado en elaborar la forma más simple de tener en cuenta

todos los bariones con un número mínimo de las más fundamentales *partículas subbariónicas,* presentó la noción de *quark.* Le dio este nombre porque vio que sólo tres quarks en combinación eran necesaríos para componer un barión, y que diferentes combinaciones de los tres quarks resultaban necesarios para componer todos los bariones conocidos. Esto le recordó una frase de *Finnegan's Walke,* de James Joyce: «Tres *quarks* para Musther Mark.»

A fin de tener en cuenta las conocidas propiedades de los bariones, los tres quarks diferentes han de tener propiedades específicas propias. La propiedad más asombrosa era una carga eléctrica fraccionaria. Todas las partículas conocidas debían poseer una no carga eléctrica, o una carga eléctrica igual a un múltiplo exacto del electrón (o positrón). Las cargas conocidas, en otras palabras, eran O, + 1, - 1, + 2, - 2, etc. El sugerir unas cargas fraccionarias resultaba algo tan raro, que la noción de Gell-Mann tuvo que enfrentarse con una fuerte resistencia inicial. Pero el hecho de que consiguiera explicar tantas cosas, le proporcionó una respetuosa audiencia, luego muchos partidarios y después el premio Nobel de Física en 1969.

Gell-Mann empezó, por ejemplo, con dos quarks, que en la actualidad se llaman *quark ascendente y quark descendente.* Esos *ascendente* y *descendente* no tienen un significado real, sino sólo una forma extravagante de describirlos. (Los científicos, en particular los jóvenes, no deben ser considerados gente monótona y máquinas mentales sin emotividad. Tienden a ser amigos de la broma, y en ocasiones tan ingenuos como un novelista medio o un camionero.) Sería mejor denominarlos *quark-u* y *quark-d.*

El quark-u tiene una carga de + 2/3 y el quard-d otra de - 1/3. También puede haber un *antiquark-u,* con una carga de - 2/3, y un *antiquark-d* con una carga de + 1/3.

Dos quarks-u y un quark-d tendrían una carga de + 2/3, + 2/3 y - 1/3 —un total de + 1— y, en combinación, formarían un protón. Por otra parte, dos quarks-d y un quark-u tendrían una carga de - 1/3, - 1/3 y + 2/3 —un total de O— y, en combinación, formarían un neutrón.

Tres quarks se unirían siempre de tal forma que la carga total constituiría un entero. Así, dos antiquarks-u y un antiquark-d tendrían una carga total de - 1, y formarían un antiprotón, mientras que dos antiquarks-d y un antiquark-u tendrían una carga total de O y formarían un antineutrón. Y lo que es más, los quarks se mantendrían juntos con tanta firmeza, gracias a la interacción nuclear, que los científicos han sido incapaces hasta ahora de desintegrar protones y neutrones para constituir quarks separados. En realidad existen sugerencias de que la atracción entre quarks aumenta con la distancia, por lo que no existe una forma concebible de desintegrar un protón o neutrón, por lo que no puede nunca detectarse, lo cual hace de la iconoclasta noción de GellMann un poco más fácil de aceptar.

Esos dos quarks son insuficientes para dar cuenta de todos los bariones, o de todos los mesones (que están compuestos por combinaciones de *dos* quarks). Por ejemplo, Gell-Mann sugirió originariamente que un tercer quark, el que ahora se llama *quark-s.* La *s* sería por *sideways* (en inglés, «de lado», para enlazar con ascendente y descendente), pero con más frecuencia se le hace derivar, en inglés, de *strangeness* (raro), porque debe emplearse para tener en cuenta la estructura de ciertas llamadas *partículas extrañas,* y extrañas porque han existido durante un tiempo muy prolongado antes de desintegrarse como se esperaba.

No obstante, llegado el momento los físicos que investigaban la hipótesis quark decidieron que los quarks deberían existir a pares. Si había un quark-s, debería de haber un quark compañero, al que llamaron *quark-c.* Esa *c,* en inglés, no es por *companion* (compañero), sino de *charm* (encanto). En 1974, un físico norteamericano, Burton Richter, y otro, Samuel Chao Chung Ting, que trabajaban de forma independiente, en altas energías, aislaron partículas que poseían las propiedades que requería el quark-c, es decir, esas partículas con «encanto». Como resultado de ello, ambos compartieron el premio Nobel de Física en 1976.

Los pares de quarks son sabores; y, en cierto sentido, se adecúan a los sabores leptón. Cada sabor de un quark tiene cuatro miembros —por ejemplo el quark-u, el quark-d, el antiquark-u y el antiquark-d—, como cada sabor de los leptones tiene cuatro miembros: por ejemplo, el electrón, el neutrino, el antielectrón y el antineutrino. En cada caso, existen tres sabores conocidos: electrón, muón y tauón entre los leptones; quarks u y d, quarks s y c y, finalmente, quarks t y b. El *quark-t* y el *quark-b* son por las palabras inglesas *top* (arriba) y *bottom* (abajo), según la formulación usual, pero en plan más frivolo, derivan de las palabras inglesas *truth* (verdadero) y *beauty* (bello). Los quarks, al igual que los leptones, parecen ser partículas de tamaño puntual, y fundamentalmente carecen de estructura (pero no podemos estar seguros, puesto que ya hemos sido engañados a este respecto, primero por el átomo y luego por el protón). Y es posible que en ambos casos, exista un número indefinido de sabores, si podemos tener más y más energía para gastarla en detectarlos.

Una enorme diferencia entre leptones y quarks radica en que los leptones tienen cargas enteras, o ninguna en absoluto y que no se combinan, mientras que los quarks poseen cargas fraccionarias y, aparentemente, sólo existen en combinación.

Los quarks se combinan según ciertas reglas. Cada sabor *y* diferente de quarks procede de tres variedades de propiedad: una propiedad que los leptones no poseen. Esta propiedad se llama (sólo metafóricamente) *color,* y las tres variedades se denominan *roja, azul* y *verde.*

Cuando los quarks se unen tres a la vez para formar un barión, un quark debe ser rojo, otro azul y otro verde, careciendo la combinación de color, o ser *blanca.* (Ésta es la razón para eso del rojo, el azul y el verde; en el mundo que nos rodea, como, por ejemplo, en la pantalla del televisor, esa combinación daría blanco.) Cuando los quarks se unen dos a la vez para formar un mesón, uno tendrá un color particular, y el otro el anticolor particular correspondiente, para que la combinación de nuevo dé el color blanco. (Dos leptones carecen de color, siendo ya para empezar blancos.)

El estudio de las combinaciones del quark está aún tan en sus inicios que el color no se detecta nunca en el producto final, como las cargas eléctricas fraccionarias tampoco lo son, y se denomina a esto *cromodinámica cuántica,* utilizando la palabra *cromo* de una voz griega que significa «color». (Este término deriva también de una moderna teoría de las interacciones electromagnéticas que ha tenido éxito, y a la que se denomina *electrodinámica cuántica.)*

Cuando los quarks se combinan lo hacen a través de una partícula de intercambio, que siempre oscila hacia delante y hacia atrás, y que sirve para mantenerlos unidos. A esta partícula de intercambio se la llama gluón, por razones obvias, teniendo en cuenta que en inglés la palabra *gluón* deriva de *glue* («pegamento»). Los gluones sí poseen color, lo cual añade más complicaciones al asunto y pueden mantenerse unidos para formar un producto llamado *glueballs* (bolas de pegamento).

Aunque los hadrones no pueden separarse para formar quarks aislados (dos en el caso de los mesones, tres en el caso de los bariones), existen más formas indirectas de demostrar la existencia del quark. Los quarks podrían formarse por rascamiento si se concentrase la suficiente energía en un pequeño volumen, o aplastando juntas unas corrientes muy enérgicas de electrones y positrones (las suficientes para formar un tauón).

Los quarks producidos de esta forma se combinarían instantáneamente en hadrones y antihadrones que saldrían en direcciones opuestas. Si hubiese la suficiente energía, habría tres corrientes que formarían un trébol de tres hojas: hadrones, antihadrones y gluones. El trébol de dos hojas ya ha sido formado y, en 1979, se anunciaron experimentos en los que una rudimentaria tercera hoja estaba empezando a formarse. Esto es una fuerte confirmación de la teoría de los quarks.

CAMPOS

Cada partícula que posee masa constituye la fuente de un campo gravitatorio que se

extiende hacia delante en todas direcciones de una forma indefinida, decreciendo la intensidad del campo en proporción al cuadrado de la distancia desde la fuente.

La intensidad del campo es increíblemente pequeña en lo que se refiere a las partículas individuales, tan pequeñas que, para todos los intentos y propósitos, el campo puede ignorarse cuando se estudian las interacciones de las partículas. Sin embargo existe una clase de masa, y la interacción gravitatoria entre dos partículas parece siempre constituir una atracción.

Y lo que es más, donde un sistema consiste de muchas partículas, el campo gravitatorio, desde un punto fuera del sistema, parece ser la suma de todos los campos individuales de todas las partículas. Un objeto como el Sol o la Tierra se comporta como si tuviese un campo en la intensidad que cabría esperar, si el mismo consistiese de una partícula que contuviese toda la masa del cuerpo localizada en el centro de gravedad del mismo. (Esto es precisamente cierto sólo si el cuerpo es perfectamente esférico y de una densidad uniforme, o de una densidad variable donde las variaciones se extienden hacia fuera desde el centro en una exacta simetría esférica; y todo esto es casi verdad en objetos como el Sol o la Tierra.)

El resultado es que el Sol, y en menos extensión la Tierra, poseen campos gravitatorios de una enorme intensidad, y ambos pueden interactuar, atrayéndose mutuamente, y permanecer firmemente unidos incluso separados por una distancia de 150 millones de kilómetros. Los sistemas de galaxias pueden mantenerse unidos aunque estén esparcidos en unas distancias de millones de años-luz, y si el Universo , empieza a contraerse de nuevo, lo hará así a causa de la fuerza de la gravedad a través de una distancia de miles de millones de años-luz.

Cada partícula que posee una carga eléctrica es la fuente de un campo electromagnético que se extiende hacia delante en todas direcciones indefinidamente, decreciendo la intensidad del campo en proporción al cuadrado de la distancia a / partir de la fuente. Cada partícula que posee tanto masa como carga eléctrica (y no existe carga eléctrica sin masa) constituye la fuente de ambos campos.

Interacción electromagnética

El campo electromagnético es varios billones de billones de billones de veces más intenso que el campo gravitatorio en el caso de cualquier partícula individual dada. Sin embargo, existen dos clases de carga eléctrica, positiva y negativa, y el campo electromagnético exhibe a un tiempo atracción y repulsión. Donde las dos clases de carga están presentes en números iguales, las cargas tienden a neutralizarse mutuamente y no está presente ningún campo electromagnético fuera del sistema. Así, los átomos intactos normales están constituidos a partes iguales de cargas posjtivas y negativas y, por lo tanto, son eléctricamente neutras.

Donde una carga u otra está presente en exceso, un campo electromagnético está presente, pero la atracción mutua de las cargas opuestas hace seguro que cualquier exceso presente en una dirección u otra es microscópicamente pequeña hasta el punto que los campos electromagnéticos donde están presentes no pueden compararse en intensidad con los campos gravitatorios de los cuerpos del tamaño de un gran asteroide o más allá. De este modo, Isaac Newton, que trató *sólo* con la interacción gravitatoria, pudo dar una explicación satisfactoria de los movimientos de los cuerpos del Sistema Solar, que se extendió para incluir los movimientos de las estrellas y de las galaxias.

La interacción electromagnética no puede, de todos modos, ignorarse y desempeña un papel en la formación del Sistema Solar, en la transferencia del momento angular desde el Sol a los planetas y, probablemente, en algunas de las intrigantes manifestaciones de los anillos de pequeñas partículas que giran en torno de Saturno, pero se trata de refinamientos comparativamente pequeños.

Cada hadrón (mesones y bariones y sus quarks constituyentes) es la fuente de un campo que se extiende hacia delante en todas direcciones de una forma indefinida, y la

intensidad del campo decrece tan rápidamente con la distancia que no puede por sí misma ser útilmente notada a distancias mayores que el diámetro de un núcleo atómico. Un campo así, aunque en extremo importante dentro de un núcleo, o cualesquiera otras dos partículas veloces que se rozan mutuamente a distancias nucleares, puede ignorarse a grandes distancias. Un campo así no desempeña ningún papel en los movimientos generales de los cuerpos astronómicos, pero es importante, por ejemplo, en consideración a los acontecimientos en los núcleos de las estrellas.

Los leptones son también la fuente de un campo que sólo se siente a distancias nucleares. Asimismo, el ámbito de este campo es aún más corto que el campo del hadrón. No excluyen ambos campos nucleares, pero son muy diferentes no sólo en el tipo de partícula a la que están asociados, sino en sus intensidades. El campo del hadrón es, partícula por partícula, 137 veces más fuerte que el campo electromagnético. El campo del leptón es sólo una billonésima del campo electromagnético. El campo del hadrón, por lo tanto, es denominado usualmente como de *fuerte interacción, y* el campo del leptón como de *interacción débil.* (Recuérdese que la interacción débil, aunque débil en comparación con lo fuerte de la interacción electromagnética, es aún de 10.000 billones de billones de veces más potente que la interacción gravitatoria.)

Esas cuatro interacciones, por lo que sabemos hasta ahora, se refieren a la conducta de todas las partículas y, a través de las mismas, de toda la conducta medible de cualquier clase. (Naturalmente, decir que esas interacciones tienen que ver con toda la conducta medible no significa, ni con mucho, que podamos ya comprender toda la conducta medible. El hecho de que se pueda saber que una compleja ecuación matemática tenga solución, no significa que se pueda encontrar necesariamente la solución.)

La interacción débil fue primero abordada matemáticamente en 1934 por Fermi, pero durante las décadas siguientes continuó siendo la menos conocida de las cuatro interacciones. Por ejemplo, las cuatro interacciones deben intercambiar partículas por intermedio de las interacciones. Existe el fotón para las interacciones electromagnéticas, el gravitón para la interacción gravitatoria, el pión para la potente interacción al nivel protón-neutrón, y el gluón para la fuerte interacción al nivel del quark. Algunas de tales partículas, llamada *partícula-W* (naturalmente esa *W* es por la voz inglesa *weak,* es decir, «débil»), deben existir para la interacción débil; pero, durante medio siglo, esa partícula-W ha seguido mostrándose elusiva.

Las leyes de conservación

Existe asimismo la cuestión de las leyes de conservación que fijan las reglas por las que se puede juzgar qué interacciones de partículas son posibles y cuáles no y, por lo tanto, de una forma más general, qué puede suceder en el Universo y qué no puede ocurrir. Sin las leyes de conservación, los acontecimientos en el Universo serían anárquicos y del todo incomprensibles.

Los físicos nucleares manipulan hoy doce leyes de conservación más o menos. Algunas son leyes ya familiares de la Física decimonónica: conservación de la energía, conservación del momento, conservación del momento angular y conservación de la carga eléctrica. En cambio, otras leyes de conservación resultan menos familiares: conservación de la rareza, conservación del número barión, conservación del espín isotópico, etc.

Las interacciones fuertes parecen seguir todas estas leyes de conservación. Hacia principios de la década de 1950, los físicos dieron por supuesto que tales leyes eran universales e irrevocables. Pero no lo son, como se vio después. En el caso de interacciones débiles, se han violado algunas leyes de conservación.

La ley de conservación que sufrió mayor quebranto fue la «conservación de paridad». La paridad es una propiedad estrictamente matemática que no podemos describir en términos concretos; bástenos decir que la misma implica una función matemática relacionada con las ondas características de una partícula y su posición en el espacio.

La paridad tiene dos valores posibles: «impares» y «pares». Tengamos presente esto: la clave de todo radica en que se ha conceptuado la paridad como una propiedad básica que, a semejanza de la energía o el momento, sigue las leyes de conservación, es decir, que en cualquier reacción o cambio se retiene la paridad. Así, pues, cuando las partículas emprenden interacciones para formar nuevas partículas, la paridad debe de mantener el equilibrio en ambos miembros de la ecuación —así se creía—, tal como lo hacen los números de masa, o los números atómicos, o el momento angular.

Ilustremos este punto. Si una partícula de paridad impar y otra de paridad par emprenden una interacción para formar dos partículas más, una de estas partículas debe tener paridad impar, y la otra, par. Si dos partículas de paridad impar forman dos nuevas partículas, éstas deben ser, a la vez, impares o pares. Y, a la inversa, si una partícula de paridad par se desintegra para formar dos partículas, ambas deben tener paridad par o impar. Si forma tres partículas, las tres tendrán paridad par, o bien tendrá una paridad par, y las otras dos, impar. (El lector verá esto con más claridad si considera que los números pares e impares siguen reglas similares. Por ejemplo, un número par sólo puede ser la suma de dos números pares o de dos impares, pero nunca de un número par y otro impar.)

Las complicaciones empezaron cuando se descubrió que el mesón K se desintegraba, a veces, en dos mesones pi (cuyo resultado era la paridad par, puesto que el mesón pi tiene paridad impar), mientras que otras veces daba origen a tres mesones pi (de lo cual resultaba una paridad impar). Los físicos dedujeron que había dos tipos de mesones K: uno, de paridad par, y otro, de paridad impar, que fueron denominados, respectivamente, «mesón theta» y «mesón tau».

Ahora bien, aparte el resultado de la paridad, ambos mesones eran idénticos: la misma masa, la misma carga, la misma estabilidad, todo lo mismo. Costaba mucho creer que hubiese dos partículas que tuvieran exactamente las mismas propiedades. ¿No serían ambas la misma partícula, y el hecho de considerarlas distintas se debería a que hubiese algo erróneo en la idea de la conservación de la paridad? Precisamente hicieron esta sugerencia en 1956, dos jóvenes físicos chinos que trabajan en Estados Unidos: Tsung Dao Li y Chen Ning Yang, los cuales adujeron que, si bien la conservación de la paridad se mantenía en las interacciones fuertes, quizá perdiera su vigencia en las débiles, tales como la decadencia de los mesones K.

Al analizar matemáticamente dicha posibilidad, les pareció que si quedaba anulada la conservación de la paridad, las partículas afectadas en interacciones débiles deberían mostrar «identificación manual», lo cual sugirió por primera vez el físico húngaro Eugene Wigner (fig. 7.9.). Permítaseme explicar esto.

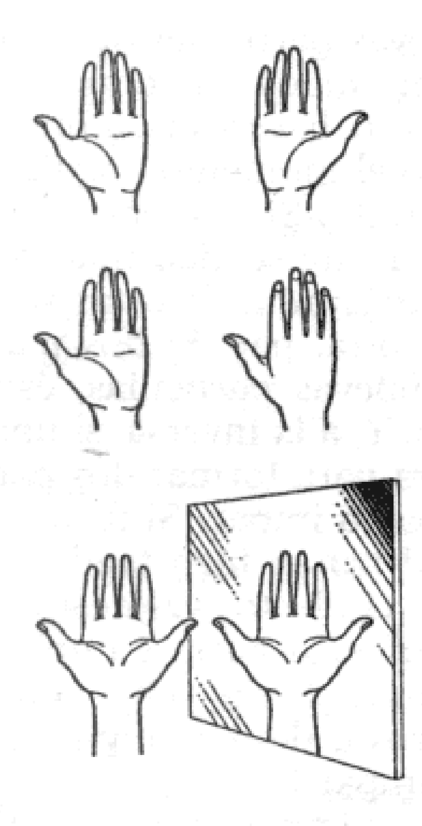


FIG. 7.9. *Imágenes asimétricas y simétricas de las manos tomando como referencia un espejo.*

Nuestras manos están opuestas. Se puede considerar la una como imagen virtual de la otra: en un espejo, la derecha parece la izquierda. Si todas las manos fueran absolutamente simétricas, la imagen virtual no diferiría de la real y no habría que hacer la distinción de mano «derecha» y mano «izquierda». Pues bien, apliquemos esto a un grupo de partículas que emitan electrones. Si los electrones se dispersan uniformemente en todas direcciones, la partícula de referencia no mostrará «identificación manual». Pero si casi todos ellos tienden a seguir una dirección determinada —digamos hacia arriba y no hacia abajo—, la partícula será asimétrica, mostrará «identificación manual». Si viéramos las emisiones en un espejo, la dirección predominante aparecería invertida.

Por tanto, fue preciso observar una serie de partículas que emitieran electrones en una interacción débil (por ejemplo, unas partículas que se debilitan por la emisión beta), para comprobar si los electrones escapaban en una determinada dirección. Para realizar este experimento, Li y Yang solicitaron la ayuda de una doctora en Física experimental, de la Universidad de Columbia: Chien-Shiung Wu.

La doctora hizo los preparativos para establecer las condiciones requeridas. Todos los átomos emisores de electrones deberían estar alineados en la misma dirección, si se quería detectar un sentido uniforme de emisión. Se hizo así por medio de un campo magnético, y se mantuvo el material a una temperatura cercana al cero absoluto.

Al cabo de cuarenta y ocho horas, el experimento dio su respuesta. Sin duda alguna, los electrones habían sido emitidos de forma asimétrica. La conservación de la paridad no se cumplía en las interacciones débiles. El «mesón theta» y el «mesón tau» eran una misma partícula y se desintegraban a veces con la paridad par y, en ocasiones, con la impar. Nuevos experimentadores confirmaron el fracaso de la paridad en este sentido. Los citados físicos, Li y Yang, recibieron el premio Nobel de Física en 1957.

Si la simetría falla en las interacciones débiles, quizá lo haga también en otras circunstancias. Al fin y al cabo, el Universo, como un todo, puede ser diestro o zurdo. Como alternativa, puede haber dos universos: uno, zurdo, y otro, diestro; uno, compuesto de materia, y otro, de antimateria.

Los físicos miran hoy con nuevo escepticismo las leyes de conservación en general. A semejanza de la paridad, cualquiera de ellas podría ser aplicada en ciertas condiciones y no en otras.

La paridad, después de su caída, fue combinada con la *conjugación de carga,* otra propiedad matemática asignada a las partículas subatómicas, que gobiernan su *status* como partícula o antipartícula, y se habló de las dos como *conservación CP,* una ley de conservación más profunda y más general que la de conservación de paridad *(P),* o de sólo la conservación de la carga de conjugación *(C).* (Esta clase de cosas no carece de precedentes. Como veremos en el capítulo siguiente, la ley de conservación de masas conduce a la más profunda y general ley de la *conservación de masa-energía.*)

Sin embargo, la conservación CP demostró ser también inadecuada. En 1964, dos físicos estadounidenses, Val Logsden Fitch y James Watson Cronin, mostraron que la conservación CP era, en raras ocasiones, también violada en interacciones débiles. El asunto de la dirección del tiempo *(T)* se añadió por lo tanto, y la gente habla ahora de *simetría CPT.* Por su trabajo, Fitch y Cronin compartieron el premio Nobel de Física de 1980.

Una teoría de campo unificado

¿Por qué debería haber cuatro campos diferentes, cuatro formas diferentes en las que interactuarían las partículas? Naturalmente, podría existir cualquier número, pero la urgencia de la simplicidad se halla profundamente engranada en el punto de vista científico. Si deben ser cuatro (o cualquier otro número), ¿no podría ser que todos constituyesen aspectos diferentes de un único campo, de una única interacción? Y si es así, la forma mejor de demostrarlo sería hallar alguna clase de relación matemática que las expresase todas, y que iluminase de este modo algunos aspectos de sus propiedades que, de otro modo, permanecerían oscuras. Por ejemplo, hace un centenar de años, Maxwell elaboró una serie de ecuaciones matemáticas que se adecuaban a las labores tanto de la electricidad como del magnetismo, y mostraron que constituían dos aspectos de un único fenómeno, al que ahora llamamos *campo electromagnético.* ¿No podríamos ahora llegar más lejos?

Einstein comenzó a trabajar en una *teoría unificada de campo,* en una época en que sólo eran conocidos los campos electromagnético y gravitatorio. Pasó décadas en esta tarea y fracasó; y mientras trabajaba, se descubrieron dos campos de corto alcance, y la tarea aún se convirtió en más ardua.

Sin embargo, a finales de los años 1960, el físico norteamericano Steven Weinberg y el físico británico-paquistaní, Abdus Salam, trabajando independientemente, imaginaron un tratamiento matemático que cubría tanto el campo electromagnético como el campo débil, y los dos juntos fueron denominados *campo electrodébil.* Este tratamiento fue luego elaborado por el físico norteamericano Sheldon Lee Glashow, que había sido compañero de clase de Weinberg en la escuela superior. La teoría hizo necesaria que tanto las interacciones electromagnéticas como las interacciones de partículas en que la carga eléctrica no se intercambiase. Algunas de las mismas, no conocidas previamente, se demostró que existían exactamente como se había predicho cuando se buscaban: una poderosa pieza de convicción en favor de la nueva teoría. Weinberg, Salam y Glashow compartieron todos el premio Nobel de Física de 1979.

La teoría electrodébil proporcionó detalles de cómo deberían ser las perdidas partículas de intercambio de la interacción débil (partículas que habían sido buscadas en vano durante medio siglo). No debería haber exactamente una partícula-W, sino tres partículas: una W^+ una W^-, algo etiquetado como Z^0 o, en otras palabras, una partícula positiva, otra negativa y una tercera neutra. Y lo que es más aún, algunas de las propiedades podrían especificarse si la teoría electrodébil era correcta. Deberían ser 80 veces más masivas que los protones, por ejemplo, una propiedad relacionada con que hubiese sido tan elusiva. Cuesta una enorme energía el llevarlas a la existencia y hacerlas detectables. Además, esas grandes masas conllevan el que la interacción débil sea de poco radio de acción, lo cual hace improbable que esas partículas se aproximasen mutuamente lo suficiente como para que la interacción tuviese lugar, lo

cual se hallaría relacionado con el hecho de que la interacción débil fuese mucho más débil que la fuerte.

Sin embargo, en 1983 los físicos tenían a su disposición energías suficientemente elevadas para la tarea, y las tres partículas fueron al fin detectadas, y asimismo con la masa prevista. Esto logró que la teoría electrodébil acabase de encajar.

Mientras tanto, el mismo esquema matemático que parecía cubrir tanto el campo electromagnético como el campo débil, fue considerado por muchos físicos suficiente asimismo para el campo fuerte (con algunas complicaciones añadidas). Se han avanzado algunas formas de realizarlo así. Si la teoría electrodébil es una teoría unificada, cabría incluir el campo fuerte así como una *gran teoría unificada,* abreviada por lo general *GUTs* (porque hay más de una).

Si el campo fuerte ha de quedar bajo la sombrilla del GUT, se vería que deben existir el intercambio de partículas ultramasivas requerido más allá de los gluones, y no menos de doce de ellos. Dado que tienen mayor masa que los W y los Z, serían más difíciles de detectar, y no existen esperanzas de que se consiga en un plazo breve. Deben ser de un ámbito más corto que cualquier cosa que se haya considerado hasta ahora. El radio de acción de esas partículas de intercambio ultramasivas del campo fuerte es inferior a una trillonésima del diámetro del núcleo atómico.

Ahora bien, si esas partículas ultramasivas de intercambio existen, es posible que una de ellas pasase de un quark a otro dentro de un protón. Tal paso puede destruir a uno de los quarks, convirtiéndole en un leptón. Con uno de los quarks desaparecido, el protón se convertiría en un mesón, que llegado el momento podría descomponerse en un positrón.

Sin embargo, a fin de que el intercambio tuviese lugar, los quarks (que son partículas puntuales) deberían pasar lo suficientemente cerca una de otra para encontrarse dentro del radio de acción de esas partículas de intercambio ultramasivas. Por increíblemente pequeño que sea ese ámbito, incluso dentro de los próximos confines del protón, resulta improbable semejante aproximación.

En realidad, se ha calculado que la necesaria aproximación tendría lugar tan raramente que un protón quedaría destruido sólo después de 10^{11} años de existencia, de promedio. Esos numerosos años representan 600 millones de billones de veces la existencia total del Universo hasta este momento.

Como es natural, se trata de una vida *media.* Algunos protones podrían vivir mucho más que eso y hacerse aún más breves. Incluso si pudiesen estudiarse los suficientes protones, cierto número de tal desintegración de protón tendría lugar cada segundo. Por ejemplo, puede haber una desintegración de 3 mil millones de protones en los océanos de la Tierra cada segundo. (Esto parece muchísimo, pero es una cantidad del todo insignificante, naturalmente, en comparación con el número total de protones en el océano.)

Los físicos están ansiosos de detectar tales desintegraciones y de diferenciarlas con claridad de otros acontecimientos similares que puedan tener lugar en unos números muy superiores. Si puede detectarse la desintegración, constituiría una pieza poderosa de convicción en favor de los GUTs, pero, en el caso de las ondas gravitatorias, la detección requerida se halla en el mismo límite de lo posible, y puede llevar considerable tiempo establecer este asunto de un modo u otro.

Las teorías relacionadas con esas nuevas unificaciones pueden emplearse para elaborar los detalles de la gran explosión con la que comenzó el Universo. Al parecer, en el mismo comienzo, cuando el Universo había existido durante menos de una millonésima de billonésima de segundo, y era más tenue que un protón y tenía una temperatura de billones de billones de billones de grados, existía sólo un campo y sólo una clase de interacción de partículas. A medida que el Universo se expandió, y la temperatura disminuyó, los diferentes campos se «congelaron».

Así nos podemos imaginar la Tierra tan en extremo caliente, que no sería nada más que una esfera gaseosa con toda clases de átomos diferentes mezclándose desigualmente, por lo que cada porción del gas tendría las mismas propiedades que otra cualquiera. Sin embargo, a medida que el gas se enfrió, las diferentes sustancias se separarían, al principio como líquidos y, llegado el momento, constituirían una esfera de sustancias muy diferentes y que existirían por separado.

Sin embargo, hasta ahora la interacción gravitatoria ha demostrado ser intransigente. No parecía existir forma de incluirla bajo la sombrilla de la clase de matemáticas elaborada por Weinberg y los demás. La unificación que derrotó a Einstein hasta ahora ha derrotado asimismo a todos sus sucesores.

Incluso de antemano, los GUTs han producido algo en extremo interesante. Los físicos se han preguntado cómo el *big bang* daría origen a un Universo tan apelmazado como para tener galaxias y estrellas. ¿Por qué una cosa más simple que no se extendería en una vasta neblina de gases y polvo en todas direcciones? Y en ese mismo sentido, ¿por qué el Universo ha de poseer semejante densidad que no pueda estarse seguro de si es abierto o cerrado? Puede ser claramente abierto (curvado negativamente) o cerrado (curvado positivamente). Y en vez de eso es casi plano.

Un físico norteamericano, Alan Guth, en los años 1970, empleó los GUTs para razonar que, cuando la gran explosión tuvo lugar, se produjo un período inicial de una expansión en extremo rápida o inflación. En tal *universo inflacionario,* la temperatura descendió con tal rapidez que no hubo tiempo para que los diferentes campos se separasen o para que se formasen las diferentes partículas. Ha sido sólo mucho más tarde en el juego, cuando el Universo se hizo mucho más grande, cuando tuvo lugar la diferenciación. De ahí lo plano del Universo y también su apelmazamiento. El hecho de que los GUTs, una teoría desarrollada sólo a partir de las partículas, pueda llegar a explicar los dos enigmas que rodean el nacimiento del Universo, es una gran prueba a favor de que los GUTs estén en lo cierto.

En realidad, el Universo inflacionario no elimina todos los problemas, y los diferentes físicos han intentado remendarlo en diferentes formas para hacer que coincidan mejor las previsiones y la realidad. Pero estamos aún en los primeros días y existe la confianza considerable de que alguna versión de los GUTs y de la inflación llegue a funcionar.

Tal vez esto ocurrirá así cuando, finalmente, alguien elabore una forma de incluir la interacción gravitatoria en la teoría, y de ese modo la unificación logre al fin completarse.

Capítulo 8

LAS ONDAS

LA LUZ

Hasta ahora, he estado tratando casi enteramente de objetos materiales, desde los muy grandes, como las galaxias, a los muy pequeños, como los electrones. Sin embargo, existen importantes objetos inmateriales, y de los mismos el más largamente conocido y el más ricamente apreciado es la luz. Según la Biblia, las primeras palabras de Dios fueron «Haya luz», y el Sol y la Luna fueron creados primariamente para servir como tales fuentes de luz. «Y luzcan en el firmamento de los cielos, para alumbrar la tierra.»

Los estudiosos de la época antigua y medieval estaban por completo a oscuras acerca de la naturaleza de la luz. Especulaban acerca de que consistía de partículas emitidas por un objeto reluciente o tal vez por el mismo ojo. Los únicos hechos al respecto que fueron capaces de establecer consistieron en que la luz viaja en línea recta, que se refleja en un espejo con un ángulo igual a aquel con que el rayo choca con el espejo, y que un rayo de luz se inclina (se *refracta)* cuando pasa del aire al cristal, al agua o a cualquiera otra sustancia transparente.

Naturaleza de la luz

Cuando la luz entra en un cristal, o en alguna otra sustancia transparente, de una forma oblicua —es decir, en un ángulo respecto de la vertical—, siempre se refracta en una dirección que forma un ángulo menor respecto de la vertical. La exacta relación entre el ángulo original y el ángulo reflejado fue elaborada por primera vez en 1621 por el físico neerlandés Willebrord Snell. No publicó sus hallazgos y el filósofo francés Rene Descartes descubrió la ley, independientemente, en 1637.

Los primeros experimentos importantes acerca de la naturaleza de la luz fueron llevados a cabo por Isaac Newton en 1666, como ya he mencionado en el capítulo 2. Permitió que un rayo de luz entrase en una habitación oscura a través de una grieta de las persianas, cayendo oblicuamente sobre una cara de un prisma de cristal triangular. El rayo se refracta cuando entra en el cristal y se refracta aún más en la misma dirección cuando sale por una segunda cara del prisma. (Las dos refracciones en la misma dirección se originan porque los dos lados del prisma se encuentran en ángulo en vez de en forma paralela, como sería el caso en una lámina ordinaria de cristal.) Newton atrapó el rayo emergente sobre una pantalla blanca para ver el efecto de la refracción reforzada. Descubrió que, en vez de formar una mancha de luz blanca, el rayo se extendía en una gama de colores: rojo, anaranjado, amarillo, verde, azul y violeta, en este orden.

Newton dedujo de ello que la luz blanca corriente era una mezcla de varias luces que excitaban por separado nuestros ojos para producir las diversas sensaciones de colores. La amplia banda de sus componentes se denominó *spectrum* (palabra latina que significa «espectro» «fantasma».)

Newton llegó a la conclusión de que la luz se componía de diminutas partículas («corpúsculos»), que viajaban a enormes velocidades. Así se explicaba que la luz se moviera en línea recta y proyectara sombras recortadas. Asimismo, se reflejaba en un espejo porque las partículas rebotaban contra la superficie, y se doblaba al penetrar en un medio refractante (tal como el agua o el cristal), porque las partículas se movían más aprisa en ese medio que en el aire.

Sin embargo, se plantearon algunas inquietantes cuestiones. ¿Por qué se refractaban las partículas de luz verde más que las de luz amarilla? ¿Cómo se explicaba que dos rayos se cruzaran sin perturbarse mutuamente, es decir, sin que se produjeran colisiones entre sus partículas?

En 1678, el físico neerlandés Christian Huyghens (un científico polifacético que había construido el primer reloj de péndulo y realizado importantes trabajos astronómicos) propuso una teoría opuesta: la de que la luz se componía de minúsculas ondas. Y si sus componentes fueran ondas, no sería difícil explicar las diversas refracciones de los diferentes tipos de luz a través de un medio refractante, siempre y cuando se aceptara que la luz se movía más despacio en ese medio refractante que en el aire. La cantidad de refracción variaría con la longitud de las ondas: cuanto más corta fuese tal longitud, tanto mayor sería la refracción. Ello significaba que la luz violeta (la más sensible a este fenómeno) debía de tener una longitud de onda más corta que la luz azul, ésta, más corta que la verde, y así sucesivamente. Lo que permitía al ojo distinguir los colores eran esas diferencias entre longitudes de onda. Y, como es natural, si la luz estaba integrada por ondas, dos rayos podrían cruzarse sin dificultad alguna. (En definitiva, las ondas sonoras y las del agua se cruzaban continuamente sin perder sus respectivas identidades.)

Pero la teoría de Huyghens sobre las ondas tampoco fue muy satisfactoria. No explicaba por qué se movían en línea recta los rayos luminosos; ni por qué proyectaban sombras recortadas; ni aclaraba por qué las ondas luminosas no podían rodear los obstáculos, del mismo modo que pueden hacerlo las ondas sonoras y de agua. Por añadidura, se objetaba que si la luz consistía en ondas, ¿cómo podía viajar por el vacío, ya que cruzaba el espacio desde el Sol y las estrellas? ¿Cuál era esa mecánica ondulatoria?

Aproximadamente durante un siglo, contendieron entre sí estas dos teorías. La «teoría corpuscular», de Newton fue, con mucho, la más popular, en parte, porque la respaldó el famoso nombre de su autor. Pero hacia 1801, un físico y médico inglés, Thomas Young, llevó a cabo un experimento que arrastró la opinión pública al campo opuesto. Proyectó un fino rayo luminoso sobre una pantalla, naciéndolo pasar antes por dos orificios casi juntos. Si la luz estuviera compuesta por partículas, cuando los dos rayos emergieran de ambos oficios, formarían presuntamente en la pantalla una región más luminosa donde se superpusieran, y regiones menos brillantes, donde no se diera tal superposición. Pero no fue esto lo que descubrió Young. La pantalla mostró una serie de bandas luminosas, separadas entre sí por bandas oscuras. Pareció incluso que, en esos intervalos de sombra, la luz de ambos rayos contribuía a intensificar la oscuridad.

Sería fácil explicarlo mediante la teoría ondulatoria. La banda luminosa representaba el refuerzo prestado por las ondas de un rayo a las ondas del otro. Dicho de otra forma: Entraban «en fase» dos trenes de ondas, es decir, ambos nodos, al unirse, se fortalecían el uno al otro. Por otra parte, las bandas oscuras representaban puntos en que las ondas estaban «desfasadas» porque el vientre de una neutralizaba el nodo de la otra. En vez de aunar sus fuerzas, las ondas se interferían mutuamente, reduciendo la energía luminosa neta a las proximidades del punto cero.

Considerando la anchura de las bandas y la distancia entre los dos orificios por los que surgen ambos rayos, se pudo calcular la longitud de las ondas luminosas, por ejemplo, de la luz roja o la violeta o los colores intermedios. Las longitudes de onda resultaron ser muy pequeñas. Así, la de la luz roja era de unos 0,000075 cm. (Hoy se expresan las longitudes de las ondas luminosas mediante una unidad muy práctica ideada por Angstróm. Esta unidad, denominada, en honor a su autor, angstróm —abreviatura, Á—, es la cienmillonésima parte de 1 cm. Así, pues, la longitud de onda de la luz roja equivale más o menos a 7.500 Á, y la de la luz violenta, a 3.900 Á, mientras que las de colores visibles en el espectro oscilan entre ambas cifras.)

La cortedad de estas ondas es muy importante. La razón de que las ondas luminosas se desplacen en línea recta y proyecten sombras recortadas se debe a que todas son incomparablemente más pequeñas que cualquier objeto; pueden contornear un obstáculo sólo si éste no es mucho mayor que la longitud de onda. Hasta las bacterias, por ejemplo, tienen un volumen muy superior al de una onda luminosa y, por tanto, la luz puede definir claramente sus contornos bajo el microscopio. Sólo los objetos cuyas dimensiones se asemejan a la longitud de la onda luminosa (por ejemplo, los virus y otras partículas submicroscópicas) son lo suficientemente pequeños como para que puedan ser contorneados por las ondas luminosas.

Un físico francés, Augustin-Jean Fresnel, fue quien demostró por vez primera, en 1818 que si un objeto es lo suficientemente pequeño, la onda luminosa lo contorneará sin dificultad. En tal caso, la luz determina el llamado fenómeno de «difracción». Por ejemplo, las finísimas líneas paralelas de una «reja de difracción» actúan como una serie de minúsculos obstáculos, que se refuerzan entre sí. Puesto que la magnitud de la difracción va asociada a la longitud de onda, se produce el espectro. A la inversa, se puede calcular la longitud de onda midiendo la difracción de cualquier color o porción del espectro, así como la separación de las marcas sobre el cristal.

Fraunhofer exploró dicha reja de difracción con objeto de averiguar sus finalidades prácticas, progreso que suele olvidarse, pues queda eclipsado por su descubrimiento más famoso: las rayas espectrales. El físico americano Henry Augustus Rowland ideó la reja cóncava y desarrolló técnicas para regularlas de acuerdo con 20.000 líneas por pulgada. Ello hizo posible la sustitución del prisma por el espectroscopio.

Ante tales hallazgos experimentales, más el desarrollo metódico y matemático del movimiento ondulatorio, debido a Fresnel, pareció que la teoría ondulatoria de la luz había arraigado definitivamente, desplazando y relegando para siempre a la teoría corpuscular.

No sólo *se* aceptó la existencia de ondas luminosas, sino que también se midió su longitud con una precisión cada vez mayor. Hacia 1827, el físico francés Jacques

Babinet sugirió que se empleara la longitud de onda luminosa —una cantidad física inalterable— como unidad para medir tales longitudes, en vez de las muy diversas unidades ideadas y empleadas por el hombre. Sin embargo, tal sugerencia no se llevó a la práctica hasta 1880 cuando el físico germano-americano Albert Abraham Michelson inventó un instrumento, denominado «interferómetro», que podía medir las longitudes de ondas luminosas con una exactitud sin precedentes. En 1893, Michelson midió la onda de la raya roja en el espectro del cadmio y determinó que su longitud era de 1/1.553.164 m.

Pero la incertidumbre reapareció al descubrirse que los elementos estaban compuestos por isótopos diferentes, cada uno de los cuales aportaba una raya cuya longitud de onda difería ligeramente de las restantes. En la década de 1930 se midieron las rayas del criptón 86. Como quiera que este isótopo era gaseoso, se podía abordar con bajas temperaturas, para frenar el movimiento atómico y reducir el consecutivo engrosamiento de la raya.

En 1960, el Comité Internacional de Pesos y Medidas adoptó la raya del criptón 86 como unidad fundamental de longitud. Entonces se restableció la longitud del metro como 1.650.763,73 veces la longitud de onda de dicha raya espectral. Ello aumentó mil veces la precisión de las medidas de longitud. Hasta entonces se había medido el antiguo metro patrón con un margen de error equivalente a una millonésima, mientras que en lo sucesivo se pudo medir la longitud de onda con un margen de error equivalente a una milmillonésima.

La velocidad de la luz

Evidentemente, la luz se desplaza a enormes velocidades. Si apagamos una luz, todo queda a oscuras instantáneamente. No se puede decir lo mismo del sonido, por ejemplo. Si contemplamos a un hombre que está partiendo leña en un lugar distante, sólo oiremos los golpes momentos después de que caiga el hacha. Así, pues, el sonido tarda cierto tiempo en llegar a nuestros oídos. En realidad es fácil medir la velocidad de su desplazamiento: unos 1.206 km/h en el aire y a nivel del mar.

Galileo fue el primero en intentar medir la velocidad de la luz. Se colocó en determinado lugar de una colina, mientras su ayudante se situaba en otro; luego sacó una linterna encendida: tan pronto como su ayudante vio la luz, hizo una señal con otra linterna. Galileo repitió el experimento a distancias cada vez mayores, suponiendo que el tiempo requerido por su ayudante para responder mantendría una uniformidad constante, por lo cual, el intervalo entre la señal de su propia linterna y la de su ayudante representaría el tiempo empleado por la luz para recorrer cada distancia. Aunque la idea era lógica, la luz viajaba demasiado aprisa como para que Galileo pudiera percibir las sutiles diferencias con un método tan rudimentario.

En 1676, el astrónomo danés Olaus Roemer logró cronometrar la velocidad de la luz a escala de distancias astronómicas. Estudiando los eclipses de Júpiter en sus cuatro grandes satélites, Roemer observó que el intervalo entre eclipses consecutivos era más largo cuando la Tierra se alejaba de Júpiter, y más corto cuando se movía en su órbita hacia dicho astro. Al parecer, la diferencia entre las duraciones del eclipse reflejaba la diferencia de distancias entre la Tierra y Júpiter. Y trataba, pues, de medir la distancia partiendo del tiempo empleado por la luz para trasladarse desde Júpiter hasta la Tierra. Calculando aproximadamente el tamaño de la órbita terrestre y observando la máxima discrepancia en las duraciones del eclipse que, según Roemer, representaba el tiempo que necesitaba la luz para atravesar el eje de la órbita terrestre, dicho astrónomo computó la velocidad de la luz. Su resultado, de 225.000 km/seg, parece excelente si se considera que fue el primer intento, y resultó lo bastante asombroso como para provocar la incredulidad de sus coetáneos.

Sin embargo, medio siglo después se confirmaron los cálculos de Roemer en un campo totalmente distinto. Allá por 1728, el astrónomo británico James Bradley descubrió que las estrellas parecían cambiar de posición con los movimientos terrestres; y no por el paralaje, sino porque la traslación terrestre alrededor del Sol era una fracción mensurable (aunque pequeña) de la velocidad de la luz. La analogía empleada

usualmente es la de un hombre que camina con el paraguas abierto bajo un temporal. Aun cuando las gotas caigan verticalmente, el hombre debe inclinar hacia delante el paraguas, porque ha de abrirse paso entre las gotas. Cuanto más acelere su paso, tanto más deberá inclinar el paraguas. De manera semejante, la Tierra avanza entre los ligeros rayos que caen desde las estrellas, y el astrónomo debe inclinar un poco su telescopio y hacerlo en varias direcciones, de acuerdo con los cambios de la trayectoria terrestre. Mediante ese desvío aparente de los astros («aberración de la luz»), Bradley pudo evaluar la velocidad de la luz y calcularla con más precisión. Sus cálculos fueron de 285.000 km/s, bastante más exactos que los de Roemer, pero aún un 5,5 % más bajos.

A su debido tiempo, los científicos fueron obteniendo medidas más exactas aún, conforme se fue perfeccionando la idea original de Galileo. En 1849, el físico francés Armand-Hippolyte-Louis Fizeau ideó un artificio mediante el cual se proyectaba la luz sobre un espejo situado a 8 km de distancia, que devolvía el reflejo al observador. El tiempo empleado por la luz en su viaje de ida y vuelta no rebasó apenas la 1/20.000 de segundo, pero Fizeau logró medirlo colocando una rueda dentada giratoria en la trayectoria del rayo luminoso. Cuando dicha rueda giraba a cierta velocidad, regulada, la luz pasaba entre los dientes y se proyectaba contra el siguiente, al ser devuelta por el espejo; así, Fizeau, colocado tras la rueda, no pudo verla (fig. 8.1.). Entonces se dio más velocidad a la rueda, y el reflejo pasó por la siguiente muesca entre los dientes, sin intercepción alguna. De esta forma, regulando y midiendo la velocidad de la rueda giratoria, Fizeau pudo calcular el tiempo transcurrido y, por consiguiente, la velocidad a que se movía el rayo de luz.

Un año más tarde, Jean Foucault —quien realizaría poco después su experimento con los péndulos (véase capítulo 4)— precisó más estas medidas empleando un espejo giratorio en vez de una rueda dentada. Entonces se midió el tiempo transcurrido desviando ligeramente el ángulo de reflexión mediante el veloz espejo giratorio (fig. 8.2). Foucault obtuvo un valor de 300.883 km/seg para la velocidad de la luz en el aire (solo un 0,7% mas bajo). Por añadidura, el fisico francés utilizó su método para determinar la velocidad de la luz a traves de varios liquidos. Averiguó que era notablemente inferior a la alcanzada en el aire. Esto concordaba también con la teoria ondulatoria de Huygens.

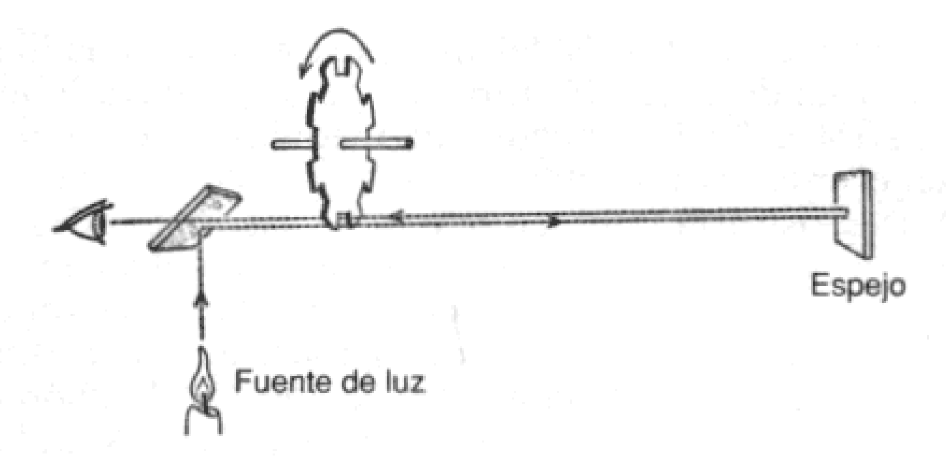


FIG. 8.1. *Dispositivo de Fizeau para medir la velocidad de la luz. La luz reflejada por el espejo diagonal a la fuente luminosa por una muesca de la rueda dentada giratoria hasta un espejo distante (a la derecha), donde se refleja para alcanzar el siguiente diente o la siguiente muesca.*

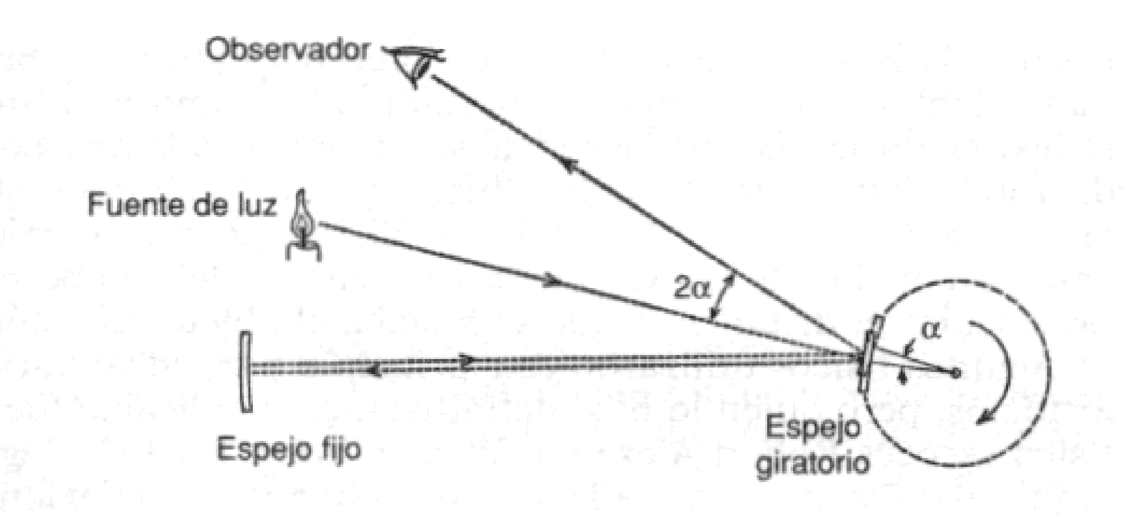


FIG. 8.2. Método de Foucault. La rotación mayor o menor del espejo —sustituyendo a la rueda dentada de Fizeau— daba la velocidad a que viaja la luz.

Michelson fue más preciso aún en sus medidas. Este autor, durante cuarenta años largos, a partir de 1879, fue aplicando el sistema Fizeau-Foucault cada vez con mayor refinamiento, para medir la velocidad de la luz. Cuando se creyó lo suficientemente informado, proyectó la luz a través del vacío, en vez de hacerlo a través del aire, pues éste la frena ligeramente, empleando para ello tuberías de acero cuya longitud era superior a 1,5 km. Según sus medidas, la velocidad de la luz en el vacío era de 299.730 km/seg (sólo un 0,006 % más bajo). Demostraría también que todas las longitudes de ondas luminosas viajan a la misma velocidad en el vacío.

En 1972, un equipo de investigadores bajo la dirección de Kenneth M. Evenson efectuó unas mediciones aún más exactas y vio que la velocidad de la luz era de 299.727,74 kilómetros por segundo. Una vez se conoció la velocidad de la luz con semejante precisión, se hizo posible usar la luz, o por lo menos formas de ella, para medir las distancias. (Una cosa que fue práctica de llevar a cabo incluso cuando se conocía la velocidad de la luz con menor precisión.)

Radar

Imaginemos una efímera vibración luminosa que se mueve hacia delante, tropieza con un obstáculo y se refleja hacia atrás, para volver al punto desde el que fue emitida poco antes. Lo que se necesitaba era una forma ondulatoria de frecuencia lo suficientemente baja como para atravesar brumas, nieblas y nubes, pero lo bastante alta como para una reflexión eficaz. Ese alcance ideal se encontró en la microonda (onda ultracorta de radiodifusión), con longitudes que oscilan entre los 0,5 y los 100 cm. El tiempo transcurrido entre la emisión de esa vibración y el retorno del eco permitió calcular la distancia a que se hallaba el objeto reflector.

Algunos físicos utilizaron este principio para idear varios artificios, pero quien lo hizo definitivamente aplicable fue el físico escocés Robert AlexanderWatson-Watt. En 1935 logró seguir el curso de un aeroplano aprovechando las reflexiones de microondas que éste le enviaba. Este sistema se denominó «radio *detection* and *ranging*» (radiolocalización), donde la palabra *range* significa «determinación de distancias». La frase abreviόse en la sigla «r.a.d.a.r.», o «radar». (Las palabras como ésta, construidas con las iniciales de una frase, se llaman «acrónimos». El acrónimo se populariza cada vez más en el mundo moderno, especialmente por cuanto se refiere a la Ciencia y la Tecnología.)

El mundo se enteró de la existencia del radar cuando los ingleses empezaron a localizar los aviones nazis durante la batalla de Inglaterra, pese a la noche y la niebla. Así, pues, el radar merece, por lo menos, parte del crédito en esa victoria británica.

Después de la Segunda Guerra Mundial, el radar ha prestado múltiples servicios en la paz. Se ha empleado para localizar los puntos en que se generan las tormentas, y en este aspecto constituye un gran auxiliar del meteorólogo. Por otra parte, ha devuelto misteriosas reflexiones, llamadas «ángeles», que resultaron ser no mensajeros celestiales, sino bandadas de aves, y desde entonces se emplea también para estudiar las migraciones de éstas.

Y, según se describe en el capítulo 3, las reflexiones de radar procedentes de Venus y Mercurio brindaron a los astrónomos nuevos conocimientos concernientes a la rotación de esos planetas y, con respecto a Venus, información acerca de la naturaleza de su superficie.

Las ondas de la luz a través del espacio

Pese a todas las evidencias que se han ido acumulando sobre la naturaleza ondulatoria de la luz, sigue en pie un interrogante que preocupa a los físicos. ¿Cómo se transmite la luz en el vacío? Otros tipos de ondas, por ejemplo, las sonoras, necesitan un medio material. (Desde esta plataforma de observación que es la Tierra, no podríamos oír jamás una explosión en la Luna o cualquier otro cuerpo celeste, por muy estruendosa que fuese, ya que las ondas sonoras no viajan a través del espacio cósmico.) Sin embargo, la luz atraviesa el vacío con más facilidad que la materia, y nos llega desde galaxias situadas a miles de millones de años luz.

El concepto «acción a distancia» inquietó siempre a los científicos clásicos. Por ejemplo, Newton caviló mucho acerca de este problema: ¿Cómo actuará la fuerza de la gravedad en el espacio cósmico? Buscando una explicación plausible a esto, actualizó la idea de un «éter» que llenaba los cielos y se dijo que tal vez ese éter condujera la fuerza de la gravedad.

En su intento de explicar la traslación de ondas luminosas en el espacio, los físicos supusieron también que la luz se transmitía por medio del presunto éter. Y entonces empezaron a hablar del «éter lumínico». Pero esta idea tropezó inmediatamente con serias dificultades. Las ondas luminosas son transversales, es decir, se ondulan formando ángulo recto con la dirección de su trayectoria, como las olas de una superficie líquida; por tanto, contrastan con el movimiento «longitudinal» de las sondas sonoras. Ahora bien, la teoría física afirmaba que sólo un medio *sólido* puede transmitir las ondas transversales. (Las ondas transversales del agua se trasladan sobre la superficie líquida —un caso especial—, pero no pueden penetrar en el cuerpo del líquido.) Por consiguiente, el éter debería ser sólido, no gaseoso ni líquido. Y no le bastaría con ser extremadamente rígido, pues para transmitir ondas a la enorme velocidad de la luz necesitaría ser mucho más rígido que el acero. Más aún, ese éter rígido debería saturar la materia ordinaria, no meramente el vacío espacial, sino los gases, el agua, el vidrio y toda sustancia transparente por la que pudiera viajar la luz.

Y, como colofón, ese material sólido, superrígido, debería ser, al propio tiempo, maleable, para no interponerse en el movimiento ni siquiera del más ínfimo planetoide, ni entorpecer el más leve parpadeo.

Sin embargo, y pese a las dificultades planteadas por el concepto del éter, éste se mostró muy útil. Faraday —quien, aunque no tenía antecedentes matemáticos, poseía una admirable clarividencia— elaboró la noción de «líneas de fuerza» —líneas a lo largo de las cuales un campo magnético desarrolla una potencia uniforme— y, al considerarlas como distorsiones elásticas del éter, las empleó para explicar el fenómeno magnético.

En la década de 1860, Clerk Maxwell, gran admirador de Faraday, se propuso elaborar el análisis matemático que respaldara esas líneas de fuerza. Para ello ideó un simple conjunto de cuatro ecuaciones, que describía casi todos los fenómenos referentes al magnetismo y la electricidad. Tales ecuaciones, dadas a conocer en 1864, demostraron no sólo la relación que existía entre los fenómenos referentes al magnetismo y la electricidad, sino también su carácter inseparable. Allá donde existiese un campo eléctrico, debería haber un campo magnético, y viceversa. De hecho había sólo «un

campo electromagnético». (Esto constituyó la original teoría de campo unificado que inspiraría el trabajo seguido durante el próximo siglo.)

Al considerar la implicación de sus ecuaciones, Maxwell halló que un campo eléctrico cambiante tenía que incluir un campo magnético cambiante que, a su vez, debía inducir un campo eléctrico cambiante, etcétera, los dos jugando a la pídola, por así decirlo, y el campo avanzaba hacia fuera en todas las direcciones. El resultado es una radiación que posee las propiedades de una forma de onda. En resumen, Maxwell predijo la existencia de una *radiación electromagnética* con frecuencias iguales a la que el campo electromagnético crece y se desvanece.

A Maxwell le fue incluso posible calcular la velocidad a la que semejante onda electromagnética podría moverse. Lo consiguió considerando la relación de ciertos valores correspondientes en las ecuaciones que describen la fuerza entre cargas eléctricas y la fuerza entre polos magnéticos. Esta relación demostró ser exactamente igual a la velocidad de la luz, y Maxwell no pudo aceptarlo como una mera coincidencia. La luz era una radiación electromagnética, y junto con la misma existían otras radiaciones con longitudes de onda mucho más largas, o mucho más cortas que las de la luz ordinaria, y todas esas radiaciones implicaban el éter.

Los monopolos magnéticos

Sin embargo, esos *monopolos magnéticos* habían sido buscados en vano. Cualquier objeto —grande o pequeño, una galaxia o una partícula subatómica— que poseyese un campo magnético, tenía un polo Norte y un polo Sur.

En 1931, Dirac, acometiendo el asunto de una forma matemática, llegó a la decisión de que si los monopolos magnéticos existían (si existía siquiera *uno* en cualquier parte del Universo), sería necesario que todas las cargas eléctricas fuesen múltiplos exactos de una carga más pequeña, como en efecto así es. Y dado que todas las cargas eléctricas son múltiplos exactos de alguna carga más pequeña, ¿no deberían en realidad existir los monopolos magnéticos?

En 1974, un físico neerlandés, Gerard't Hooft, y un físico soviético, Alexandr Poliakov, mostraron, independientemente, que podía razonarse, a partir de las grandes teorías unificadas, que los monopolos magnéticos debían asimismo existir, y que debían poseer una masa enorme. Aunque un monopolo magnético sería incluso más pequeño que un protón, debería tener una masa que sería de 10 trillones a 10 cuatrillones mayor que la del protón. Eso equivaldría a la masa de una bacteria comprimida en una diminuta partícula subatómica.

Semejantes partículas sólo podían haberse formado en el momento de la gran explosión. Desde entonces, no ha existido la suficientemente alta concentración de energía necesaria para formarlas. Esas grandes partículas deberían avanzar a unos 225 kilómetros por segundo, más o menos, y la combinación de una enorme masa y un pequeño tamaño le permitiría deslizarse a través de la materia sin dejar el menor rastro de presencia. Esta propiedad debe tener algo que ver con el fracaso hasta hoy en detectar monopolos magnéticos.

Sin embargo, si el monopolo magnético conseguía pasar a través de un cable (un fenómeno bien conocido que Faraday demostró por primera vez; véase capítulo 5), enviaría un flujo momentáneo de corriente eléctrica a través de dicho cable. Si el cable se encontrase a temperaturas ordinarias, la sobretensión se produciría y desaparecería con tanta rapidez que sería pasado por alto. Si fuera superconductor, la sobretensión podría permanecer durante todo el tiempo en que el cable fuese mantenido lo suficientemente frío.

El físico Blas Cabrera, de la Universidad de Stanford, montó un cable superconductor de niobio, lo mantuvo aislado de los campos magnéticos perdidos y aguardó durante cuatro meses. El 14 de febrero de 1982, a las 1.53 de la tarde, se produjo un flujo repentino de electricidad, exactamente de la cantidad que cabría esperar si hubiese pasado a su través un monopolo magnético. Los físicos están en la actualidad tratando

de ingeniar unos mecanismos que confirmen este hallazgo, pero, hasta que lo consigan, no podremos estar seguros de que el monopolo magnético haya sido al fin detectado.

Movimiento absoluto

Pero volvamos a ese éter que, en el momento culminante de su poderío, encontró también su Waterloo como resultado de un experimento emprendido para comprobar una cuestión clásica y tan espinosa como la «acción a distancia»: concretamente, el problema del «movimiento absoluto».

Durante el siglo XIX quedó ya bien claro que el Sol, la Tierra, las estrellas y, prácticamente, todos los cuerpos del Universo estaban en movimiento. ¿Donde encontrar, pues, un punto inamovible de referencia, un punto que estuviera en «reposo absoluto», para poder determinar el «movimiento absoluto», o sea, hallar el fundamento de los axiomas newtonianos? Quedaba una posibilidad. Newton había aducido que la propia trama del espacio (presuntamente, el éter) estaba en reposo, y, por tanto, se podía hablar de «espacio absoluto». Si el éter permanecía inmóvil, tal vez se podría especificar el «movimiento absoluto» de un objeto determinando su movimiento en relación con el éter.

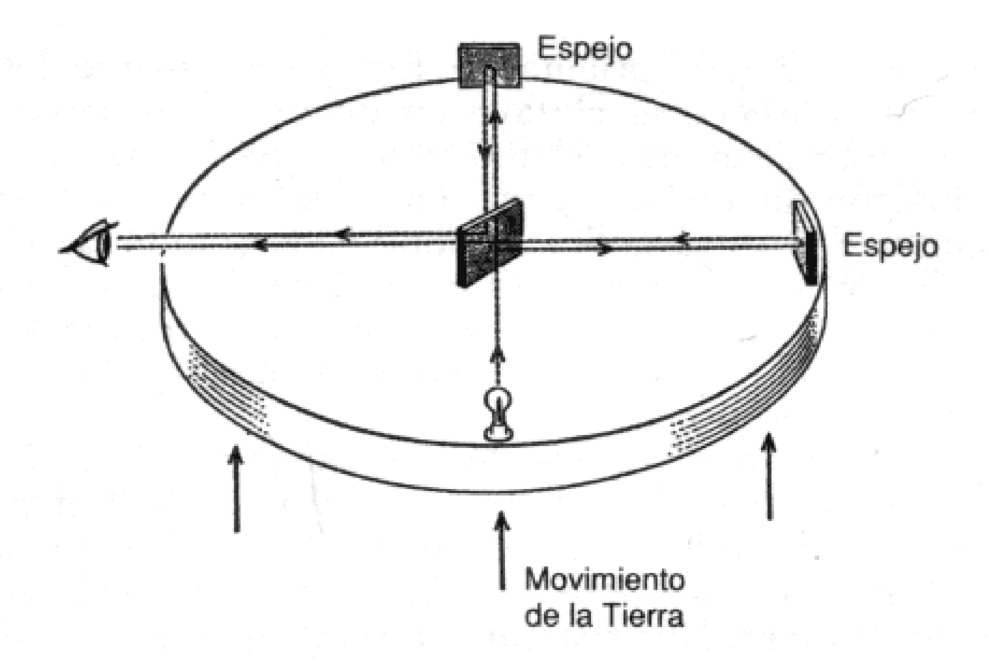


FIG. 8.3. *Interferómetro de Michelson. El espejo diagonal (centro) divide el rayo luminoso reflejando una mitad y dejando seguir a la otra su trayectoria recta. Si los dos espejos reflectores (a la derecha y al frente) están a distancias diferentes, los rayos luminosos reflejos llegarán desfasados hasta el observador.*

Durante le década de 1880, Albert Michelson ideó un ingenioso esquema para hacer precisamente eso. Si la Tierra se movía a través de un éter inmóvil —razonó este científico—, un rayo luminoso proyectado en la dirección de su movimiento, con la consiguiente reflexión, recorrería una distancia menor que otro proyectado en ángulo recto. Para realizar este experimento, Michelson inventó el «interferómetro», artificio dotado con un prisma doble que dejaba pasar hacia delante la mitad de un rayo luminoso y reflejaba la otra mitad en ángulo recto. Entonces, unos espejos reflejaban ambos rayos sobre un ocular en el punto de partida. Si un rayo recorría una distancia algo mayor que el otro, ambos llegaban desfasados y formaban bandas de interferencia (fig. 8.3). Este instrumento mide con gran precisión las diferencias de longitud: es tan sensible, que puede medir el crecimiento de una planta segundo a segundo y el diámetro de algunas estrellas que parecen, incluso vistas a través del mayor telescopio, puntos luminosos sin dimensión alguna.

Michelson se proponía apuntar el interferómetro en varias direcciones respecto al movimiento terrestre, para detectar el efecto del éter midiendo el desfase de los rayos disociados a su retorno.

En 1887, Michelson inició el experimento con ayuda del químico americano Edward Williams Morley. Colocando el instrumento sobre una losa que flotaba en mercurio para poderle dar cualquier orientación fácil y suavemente, los dos científicos proyectaron el rayo en diversas direcciones tomando como referencia el movimiento de la Tierra. Y no descubrieron diferencia alguna. Las bandas de interferencia se mantuvieron invariables, aunque ellos apuntaron el instrumento en todas direcciones y repitieron muchas veces el experimento. (Experimentos posteriores de la misma índole, realizados con instrumentos más sensibles, han dado los mismos resultados negativos.)

Entonces se tambalearon los fundamentos de la Física. Porque estaba claro que el éter se movía con la Tierra —lo cual no tenía sentido— o no existía tal éter. La Física «clásica» —la de Newton— notó que alguien estiraba de la alfombra bajo sus pies. No obstante, la Física newtoniana siguió siendo válida en el mundo corriente: los planetas siguieron moviéndose de acuerdo con sus leyes de gravitación, los objetos sobre la Tierra siguieron obedeciendo sus leyes de inercia y de acción-reacción. Sólo ocurrió que las explicaciones clásicas parecieron incompletas, y los físicos debieron prepararse para escudriñar fenómenos que no acataban las «leyes» clásicas. Subsistirían los fenómenos observados, tanto nuevos como antiguos, pero sería preciso ampliar y especificar las teorías que los respaldaban.

El «experimento Michelson-Morley» tal vez sea la más importante experiencia frustrada en toda la historia de la Ciencia. En 1907 se otorgó el premio Nobel de Física a Michelson, primer científico norteamericano que recibió tal galardón.

RELATIVIDAD

Las ecuaciones de Lorentz-FitzGerald

En 1893, el físico irlandés George Francis FitzGerald emitió una hipótesis para explicar los resultados negativos del experimento Michelson-Morley. Adujo que toda materia se contrae en la dirección del movimiento, y que esa contracción es directamente proporcional al ritmo del movimiento. Según tal interpretación, el interferómetro se quedaba corto en la dirección del «verdadero» movimiento terrestre, y lo hacía precisamente en una cantidad que compensaba con toda exactitud la diferencia de distancias que debería recorrer el rayo luminoso. Por añadidura, todos los aparatos medidores imaginables, incluyendo los órganos sensoriales humanos, experimentarían ese mismo «escorzo». Parecía como si la explicación de FitzGerald insinuara que la Naturaleza conspiraba con objeto de impedir que el hombre midiera el movimiento absoluto, para lo cual introducía un efecto que anulaba cualquier diferencia aprovechable para detectar dicho movimiento.

Este decepcionante fenómeno recibió el nombre de «contracción FitzGerald», y su autor formuló una ecuación para el mismo. Un objeto que se moviera a 11 km/seg (poco más o menos, la velocidad de nuestros más rápidos cohetes modernos) experimentaría sólo una contracción equivalente a 2 partes por cada 1.000 millones en el sentido del vuelo. Pero a velocidades realmente elevadas, tal contracción sería sustancial. A unos 150.000 km/seg (la mitad de la velocidad de la luz), sería de un 15 %; a 262.000 km/seg (7/8 de la velocidad de la luz), del 50 %. Es decir, que una regla de 30 cm que pasara ante nuestra vista a 262.000 km/seg, nos parecería que mide sólo 15,24 cm..., siempre y cuando conociéramos algún método para medir su longitud en pleno vuelo. Y la velocidad de la luz, o sea, 300.000 km/seg en números redondos, su longitud, en la dirección del movimiento, sería cero. Puesto que, presuntamente, no puede existir ninguna longitud inferior a cero, se deduce que la velocidad de la luz en el vacío es la mayor que puede imaginarse en el Universo.

El físico holandés Hendrik Antoon Lorentz promovió la idea de FitzGerald. Pensando en los rayos catódicos —que ocupaban su actividad por aquellos días—, se hizo el

siguiente razonamiento: Si se comprimiera la carga de una partícula para reducir su volumen, aumentaría la masa de dicha partícula. Por consiguiente, una partícula voladora, escorzada en la dirección de su desplazamiento por la contracción de FitzGerald, debería crecer en términos de masa.

Lorentz presentó una ecuación sobre el acrecentamiento de la masa, que resultó muy similar a la ecuación FitzGerald sobre el acortamiento. A 149.637 kilómetros por segundo, la masa de un electrón aumentaría en un 15 %; a 262.000 km/ seg, en un 100 % (es decir, su masa se duplicaría); y a la velocidad de la luz, su masa sería infinita. Una vez más pareció que no podría haber ninguna velocidad superior a la de la luz, pues, ¿cómo podría ser una masa mayor que infinita?

El efecto FitzGerald sobre longitudes y el efecto Lorentz sobre masas mantuvieron una conexión tan estrecha que aparecieron a menudo agrupadas como las «ecuaciones Lorentz-FitzGerald ».

Mientras que la contracción FitzGerald no podía ser objeto de mediciones, el efecto Lorentz sobre masas sí podía serlo..., aunque indirectamente. La relación entre la masa de un electrón y su carga se puede determinar midiendo su deflexión respecto a un campo magnético. Al aumentar la velocidad de un electrón se acrecentaba la masa, pero no había razón alguna para suponer que también lo haría la carga; por consiguiente, su relación masa-carga debería aumentar. En 1900, el físico alemán W. Kauffman descubrió que esa relación aumentaba con la velocidad, de tal forma que señalaba un incremento en la masa del electrón, tal como predijeron las ecuaciones Lorentz-FitzGerald.

Ulteriores y mejores mediciones demostraron la perfección casi total de las ecuaciones de ambos.

Cuando aludamos a la velocidad de la luz como máxima velocidad, debemos recordar que lo importante en este caso es la velocidad de la luz en el vacío (298.052 km/seg). En los medios materiales transparentes la luz se mueve con más lentitud. Su velocidad cuando atraviesa tales medios es igual a la velocidad en el vacío dividida por el índice de refracción del medio. (El «índice de refracción» mide la desviación de un rayo luminoso al penetrar oblicuamente en una materia desde el vacío.)

En el agua, con un índice de refracción 1,3 aproximadamente, la velocidad de la luz es 298.052 dividida por 1,3, o sea, 229.270 km/seg más o menos. En el cristal (índice de refracción 1,5 aproximadamente), la velocidad de la luz es de 198.400 km/seg. Mientras que en el diamante (índice de refracción, 2,4) alcanza sólo 124.800 km/seg.

La radiación y la teoría del cuanto de Planck

Es posible que las partículas subatómicas atraviesen un medio transparente determinado a mayor velocidad que la luz (si bien no mayor que la luz en el vacío).

Cuando las partículas se trasladan así a través de un medio, dejan una estela de luz azulada tal como el avión viajando a velocidades supersónicas deja un rastro sonoro.

La existencia de tal radiación fue descubierta, en 1934, por el físico ruso Paul Alexeievich Cherenkov (se le suele llamar también Cerenkov); por su parte, los físicos rusos Ilia Mijailovich Frank e Igor Yevguenevich Tamm expusieron una aclaración teórica, en 1937. En consecuencia, todos ellos compartieron el premio Nobel de Física en 1958.

Se han ideado detectores de partículas que captan la «radiación Cerenkov»; estos «contadores Cerenkov» son útiles, en especial, para estudiar las partículas rápidas, tales como las constitutivas de los rayos cósmicos.

Cuando se tambaleaban todavía los cimientos de la Física, se produjo una segunda explosión.

Esta vez, la inocente pregunta que desencadenó el conflicto se relacionó con la radiación emitida por la materia bajo la acción del calor. (Aunque dicha radiación suele aparecer en forma de luz, los físicos denominan el problema «radiación de cuerpos negros». Esto significa que ellos piensan en un cuerpo ideal *capaz* tanto de absorber como de irradiar perfectamente la luz, es decir, sin reflejarla, como lo haría un cuerpo negro.) El físico austríaco Josef Stefan demostró, en 1879, que la radiación total emitida por un cuerpo dependía sólo de su temperatura (no de su sustancia), y que en circunstancias ideales la radiación era proporcional a la cuarta potencia de la temperatura absoluta: por ejemplo, si se duplica la temperatura absoluta, su radiación total aumentará dieciséis veces («ley de Stefan»). También se supo que al elevarse la temperatura, la radiación predominante derivaba hacia longitudes de onda más cortas. Por ejemplo, si se calienta un bloque de acero, empieza a irradiar principalmente los rayos infrarrojos invisibles, luego emite una luz roja apagada, a continuación roja brillante, seguidamente anaranjada, amarillenta, y por último, si se logra evitar de algún modo su vaporización en ese instante, blanca azulada.

En 1893, el físico alemán Wilhelm Wien ideó una teoría sobre la distribución de energía en la radiación de los cuerpos negros, es decir, la cantidad de energía en cada área delimitada por una longitud de onda. Brindó una fórmula que describía concisamente la distribución de energía en la zona violeta del espectro, pero no en la roja. (Por su trabajo sobre el calor recibió el premio Nobel de Física en 1911.) Por otra parte, los físicos ingleses Lord Rayleigh y James Jeans elaboraron una ecuación que describía la distribución en la zona roja del espectro pero fallaba totalmente en la zona violeta. Recapitulando: las mejores teorías disponibles sólo pudieron explicar una mitad de la radiación o la otra, pero no ambas al mismo tiempo.

El físico alemán Max Karl Ernst Ludwig Planck solventó el problema. Descubrió que para hacer concordar tales ecuaciones con los hechos era preciso introducir una noción inédita.

Adujo que la radiación se componía de pequeñas unidades o paquetes, tal como la materia estaba constituida por átomos. Denominó «cuanto» o *quantum* a la unidad de radiación (palabra latina que significa «¿cuánto?»). Planck alegó que la radiación absorbida sólo podía ser un número entero de cuantos. Por añadidura, manifestó que la cantidad de energía en un cuanto dependía de la longitud de onda de la radiación. Cuanto menor fuera esa longitud, tanto mayor sería la fuerza energética del cuanto; o, para decirlo de otra forma, la energía contenida en el cuanto es inversamente proporcional a la longitud de onda.

Desde aquel momento se pudo relacionar directamente el cuanto con la frecuencia de una determinada radiación. Tal como la energía contenida en el cuanto, la frecuencia era inversamente proporcional a la longitud de onda de la radiación. Si ambas —la frecuencia y la energía contenida en el cuanto— eran inversamente proporcionales a la longitud de onda, los dos deberían ser directamente proporcionales entre sí. Planck lo expresó con su hoy famosa ecuación:

$$e = h\nu$$

El símbolo *e* representa la energía del cuanto; ν (la letra griega nú), la frecuencia, y *h,* la «constante de Planck», que da la relación proporcional entre cuanto, energía y frecuencia.

El valor de *h* es extremadamente pequeño, lo mismo que el del cuanto. En realidad, las unidades de radiación son tan ínfimas, que la luz nos parece continua, tal como la materia ordinaria se nos antoja continua. Pero, hacia principios del siglo XX, la radiación corrió la misma suerte que le había correspondido a la materia en los comienzos del siglo XIX: hoy día se las reconoce a ambas como discontinuas.

Los cuantos de Planck esclarecieron la conexión entre temperatura y longitudes de onda de radiaciones emitidas. Un cuanto de luz violeta era dos veces más enérgico que un cuanto de luz roja y, naturalmente, se requería más energía calorífica para producir cuantos violetas que cuantos rojos. Las ecuaciones sustentadas por el cuanto,

esclarecieron limpiamente la radiación de un cuerpo negro en ambos extremos del espectro.

A su debido tiempo, la teoría de los cuantos de Planck prestaría aún un mayor servicio: explicarían el comportamiento de los átomos, de los electrones en los átomos y de los nucleones en los núcleos atómicos. Planck fue galardonado con el premio Nobel de Física en 1918.

La teoría de la onda de partícula de Einstein

Al ser publicada en 1900 la teoría de Planck, causó poca impresión entre los físicos. Era demasiado revolucionaria para recibir inmediata aceptación. El propio Planck pareció anonadado por su propia obra. Pero, cinco años después, un joven físico alemán residente en Suiza, llamado Albert Einstein, verificó la existencia de sus cuantos.

Entretanto, el físico alemán Philipp Lenard había descubierto que cuando la luz encontraba ciertos metales, hacía emitir electrones a la superficie metálica como si la fuerza de la luz expulsara a los electrones del átomo. Ese fenómeno se denominó «efecto fotoeléctrico» y, por su descubrimiento, Lenard recibió el premio Nobel de Física en 1905. Cuando los físicos empezaron a experimentar con ello, observaron, estupefactos, que si se aumentaba la intensidad lumínica, no se proporcionaba más energía a los electrones expulsados. Pero el cambio de la longitud de onda luminosa les afectaba: la luz azul, por ejemplo, les hacía volar a mayor velocidad que la luz amarilla. Una luz azul muy tenue expulsaba menos electrones que una brillante luz amarilla, pero aquellos electrones «azulados» se desplazaban a mayor velocidad que cualquier electrón amarillo. Por otra parte, la luz roja, cualquiera que fuera su brillantez, no podía expulsar ningún electrón de ciertos metales.

Nada de esto era explicable con las viejas teorías de la luz. ¿Por qué haría la luz azul unas cosas que no podía hacer la luz roja?

Einstein halló la respuesta en la teoría de los cuantos de Planck. Para absorber suficiente energía con objeto de abandonar la superficie metálica, un electrón necesitaba recibir el impacto de un cuanto cuya magnitud fuera mínima hasta cierto punto. En el caso de un electrón retenido débilmente por su átomo (por ejemplo, el cesio), cualquier cuanto lo conseguiría, incluso uno de luz roja. Allá donde los átomos retuvieran más enérgicamente a los electrones, se requerirían las luces amarilla o azul, e incluso la ultravioleta. En cualquier caso, conforme más energía tuviera el cuanto, tanta más velocidad proporcionaría al electrón que liberase.

Aquí se daba una situación donde la teoría de los cuantos explicaba un fenómeno físico con absoluta simplicidad mientras que el concepto «precuanto» de la luz permanecía inerme. Luego siguieron arrolladoramente otras aplicaciones de la mecánica cuántica. Por su esclarecimiento del efecto fotoeléctrico (no por su teoría de la relatividad), Einstein obtuvo el premio Nobel de Física en 1921.

En su *Teoría especial de la relatividad* —presentada el año 1905 y desarrollada en sus ratos libres mientras trabajaba como perito técnico en la oficina suiza de patentes— Einstein expuso una opinión fundamental inédita del Universo basándose en una ampliación de la teoría sobre los cuantos. Adujo que la luz se trasladaba por el espacio en forma cuántica (el «fotón»), y así hizo resucitar el concepto de la luz integrada por partículas. Pero ésta era una nueva especie de partícula. Reunía las propiedades de ondas y partículas, mostrando indistintamente unas u otras, según los casos.

Ello pudiera parecer una paradoja e incluso una especie de misticismo, como si la verdadera naturaleza de la luz desbordara todo conocimiento imaginable. Sin embargo, no es así. Para ilustrarlo con una analogía, digamos que el hombre puede ofrecer muchos aspectos: marido, padre, amigo o negociante. Todo depende de su ambiente momentáneo, y según sea éste, se comportará como marido, padre, amigo o negociante. Sería improcedente que exhibiera su comportamiento conyugal con una cliente o el comportamiento comercial con su esposa, y, de todos modos, ello no

implicaría un caso paradójico ni un desdoblamiento de personalidad.

De la misma forma, la radiación posee propiedades corpusculares y ondulatorias. En ciertas condiciones resaltan las propiedades corpusculares; en otras, las ondulatorias. Este carácter binario nos da una aclaración más satisfactoria que cualquier conjunto de propiedades por separado.

Cuando se descubrió la naturaleza ondulatoria de la luz, se allanó el camino para los sucesivos triunfos de la óptica decimonónica, incluyendo la espectroscopia. Pero este descubrimiento exigió también que los físicos imaginaran la existencia del éter. Luego, la teoría einsteniana partícula-onda mantuvo todas las victorias del siglo XIX (incluidas las ecuaciones de Maxwell), pero estimó innecesario presuponer la existencia del éter. La radiación podía trasladarse por el vacío en virtud de sus hábitos corpusculares, y desde aquel instante se pudo enterrar la teoría del éter, teoría con la que acabara ya el experimento Michelson-Morley.

Einstein introdujo una segunda idea trascendental con su *Teoría especial de la relatividad:* la velocidad de la luz no varía jamás, cualquiera que sea el origen del movimiento. Según el concepto newtoniano del Universo, un rayo luminoso procedente de un foco en movimiento hacia el observador, se mueve más aprisa que otro procedente de un foco que se aleja en dirección contraria. A juicio de Einstein, eso era inexacto; y basándose en tal suposición consiguió derivar las ecuaciones Lorentz-FitzGerald. Einstein demostró que el aumento de la masa con la velocidad —aplicado por Lorentz sólo a las partículas cargadas— era aplicable a todo objeto conocido. Y, ampliando su razonamiento, dijo que los aumentos de velocidad no sólo acortarían la longitud y acrecentarían la masa, sino que también retrasarían el paso del tiempo: en otras palabras, los relojes se retrasarían con el acortamiento de la vara medidora.

La teoría de la relatividad

Un aspecto fundamental de la teoría einsteniana fue la negación de la existencia de «espacio absoluto» y «tiempo absoluto». Tal vez parezca descabellado a primera vista: ¿Cómo puede la mente humana escrutar lo que ocurre en el Universo si no tiene una base de partida? Einstein repuso que todo cuanto necesitamos hacer es tomar una «estructura de referencia» para poder relacionar con ella los acontecimientos universales. Cualquier estructura de referencia (la Tierra inmóvil, el Sol inmóvil o, si a mal no viene, nosotros mismos, inmóviles) sería válida; sólo nos restaba elegir aquélla que nos pareciera más conveniente. Tal vez sea preferible, pero no más «verídico», calcular los movimientos en una estructura donde el Sol esté inmóvil, que en otra donde la Tierra esté inmóvil.

Así, pues, las medidas de espacio y tiempo son «relativas» respecto a una estructura de referencia elegida arbitrariamente..., y de aquí que se haya llamado a la idea einsteniana «teoría de la relatividad».

Para ilustrar este punto, supongamos que estamos observando desde la Tierra una extraño planeta («Planeta X»), una copia exacta del nuestro por su tamaño y masa que pasa silbando ante nuestra vista a 262.000 km/seg en relación con nosotros. Si pudiéramos medir sus dimensiones cuando pasa lanzado, descubriríamos que muestra un escorzo del 50 % en la dirección de su movimiento. Sería un elipsoide más bien que una esfera, y las mediciones adicionales nos dirían que parece tener dos veces más masa que la Tierra.

Sin embargo, un habitante del Planeta X tendría la impresión de que él y su propio mundo estaban imóviles. Él creería ver pasar la Tierra ante *su vista* a 262.000 km/seg y se diría que tenía forma elipsoidal y dos veces la masa de *su* planeta.

Uno cae en la tentación de preguntar cuál de los dos planetas estaría *realmente* escorzado y tendría doble masa, pero la única respuesta posible es ésta: ello depende de la estructura de referencia. Y si la encontráis decepcionante, considerad que un hombre es pequeño comparado con una ballena, pero grande al lado de un insecto. ¿Solucionaríamos algo preguntando si el hombre es *realmente* grande, o bien

pequeño?

Aunque sus consecuencias sean desusadas, la relatividad explica todos los fenómenos conocidos del Universo, tan bien por lo menos como cualquiera otra teoría precedente. Pero va aún más lejos: explica lúcidamente ciertos fenómenos que la visión newtoniana no enfoca bien, o si acaso lo hace con muy pobres recursos. De resultas, Einstein ha sido preferido a Newton, no como un relevo, sino más bien cual un perfeccionamiento. La visión newtoniana del Universo es todavía utilizable a modo de aproximación simplificada cuyo funcionamiento es aceptable para la vida corriente e incluso la Astronomía ordinaria, tal como colocar satélites en órbita. Pero cuando se trata de acelerar partículas en un sincrotrón, por ejemplo, comprendemos que es preciso, si se quiere poner en marcha la máquina, hacer entrar en juego el acrecentamiento einsteniano de la masa con la velocidad.

Espacio-tiempo y la paradoja del reloj

La visión einsteniana del Universo combinó tan profundamente el espacio y el tiempo que cualquiera de los dos conceptos carecía de significado por sí solo.

El Universo es cuatridimensional, y el tiempo figura entre sus cuatro dimensiones (pero sin comportarse como las dimensiones espaciales ordinarias de longitud, anchura y altura). Frecuentemente se hace referencia a la fusión cuatridimensional con la relación «espacio-tiempo». El matemático germano-ruso Hermann Minkowski, uno de los maestros de Einstein, fue quien utilizó por primera vez esa noción en 1907.

Una vez promovidos los conceptos tiempo y espacio de extraños artificios en la relatividad, otro aspecto de éste que suscita polémicas entre los físicos es la noción einsteniana sobre el retraso de los relojes. Un reloj en movimiento —dijo él— marca el tiempo con más lentitud que uno estacionario. A decir verdad, todos los fenómenos que evolucionan con el tiempo lo hacen más lentamente cuando se mueven que cuando están en reposo, lo cual equivale a decir que el propio tiempo se retrasa. A velocidades ordinarias, el efecto es inapreciable, pero a 262.000 km/seg, un reloj parecería (a un observador que lo viera pasar fugazmente ante sí) que tarda dos segundos en marcar un segundo. Y, a la velocidad de la luz, el tiempo se paralizaría.

La dimensión «tiempo» es más perturbadora que las otras dos relacionadas con la longitud y el peso. Si un objeto se reduce a la mitad de su longitud y luego recupera el tamaño normal o su peso para volver seguidamente al peso normal, no dejará rastro de ese cambio temporal y, por tanto, no puede haber controversia entre los criterios opuestos.

Sin embargo, el tiempo es una cosa acumulativa. Por ejemplo, un reloj sobre el planeta X parece funcionar a media marcha debido a la gran velocidad de traslación; si lo mantenemos así durante una hora y luego lo llevamos a un lugar estático, su maquinaria reanudará la marcha ordinaria pero habrá quedado una marca: ¡media hora de retraso! Veamos otro ejemplo. Si dos barcos se cruzan y los observadores de cada uno estiman que el otro se traslada a 262.000 km/seg y su reloj funciona a media marcha, cuando las dos naves se crucen otra vez los observadores de cada una pensarán que el reloj de la otra lleva media hora de retraso con respecto al suyo. Pero, ¿es posible que cada reloj lleve media hora de retraso con respecto al otro? ¡No! ¿Qué pensar entonces? Se ha denominado a este problema «la paradoja del reloj».

Realmente no existe tal paradoja. Si un barco pasase cual un rayo ante el otro y las tripulaciones de ambos jurasen que el reloj del otro iba retrasado, poco importaría saber cuál de los dos relojes era «verdaderamente» el retrasado porque ambos barcos se separarían para siempre. Los dos relojes no concurrirían jamás en el mismo lugar ni a la misma hora para permitir una comprobación y la paradoja del reloj no se plantearía nunca más. Ciertamente, la *Teoría especial de la relatividad* de Einstein es aplicable tan sólo al movimiento uniforme, y por tanto aquí estamos hablando únicamente de una separación definitiva.

Supongamos, empero, que los dos barcos se cruzasen *nuevamente* después del fugaz

encuentro y entonces *fuese posible* comparar ambos relojes. Para que sucediese tal cosa debería mediar un nuevo factor: sería preciso que uno de los barcos acelerase su marcha. Supongamos que lo hiciera el barco *B* como sigue: primero reduciendo la velocidad para trazar un inmenso arco y orientarse en dirección de *A,* luego avanzando aceleradamente hasta el encuentro con *A.* Desde luego, *B* podría considerarse en una posición estacionaria, pues, teniendo presente su forma de orientarse, sería *A* el autor de todo el cambio acelerado hacia atrás para encontrarse con *B.* Si esos dos barcos fueran lo único existente en el Universo, la simetría mantendría viva ciertamente la paradoja del reloj.

Ahora bien, *A y B no* son lo único existente en el Universo, y ello desbarata la simetría. Cuando *B* acelera no toma solamente *A* como referencia, sino también el resto del Universo. Si *B* opta por verse en posición estacionaria no debe considerar que solamente *A* acelera respecto a él, sino también todas las galaxias sin excepción. Resumiendo: es el enfrentamiento de *B* con el Universo. En tales circunstancias el reloj atrasado será el de B, no el de *A.*

Esto afecta a las nociones sobre viajes espaciales. Si los astronautas se trasladaran a la velocidad de la luz cuando abandonasen la Tierra, el transcurso de su tiempo sería más lento que el del nuestro.

Los viajeros del espacio podrían alcanzar un destino remoto y regresar al cabo de una semana —según lo entenderían ellos—, aunque verdaderamente habrían transcurrido muchos siglos sobre la Tierra. Si el tiempo se retarda realmente con el movimiento, una persona podrá hacer el viaje de ida y vuelta hasta una estrella distante. Pero, desde luego, deberá despedirse para siempre de su propia generación y del mundo que conoció, pues cuando regrese encontrará un mundo del futuro.

La gravedad y la teoría general de Einstein

En la *Teoría especial de la relatividad,* Einstein no abordó la gravitación. Trató ese tema en su *Teoría general de la relatividad,* publicada el año 1915. Esta Teoría general presentó un panorama insólito de la gravitación. Allí se la conceptuó como una propiedad del espacio más bien que una fuerza actuando entre los cuerpos. La presencia de materia hace curvarse al espacio, por así decirlo, y los cuerpos siguen la línea de menor resistencia entre las curvas. Aunque la idea de Einstein parecía sobremanera extraña, sirvió para explicar lo que no había logrado esclarecer la ley newtoniana de la gravedad.

La ley de la gravedad de Newton se apuntó su mayor triunfo en 1846 con el descubrimiento de Neptuno (véase capítulo 3).

Tras aquel hallazgo, la ley newtoniana de gravedad pareció irrefutable. ¡Nada podría desvirtuarla! Sin embargo, quedó sin explicación cierto movimiento planetario. El punto más cercano al Sol («perihelio») del planeta Mercurio cambiaba de un paso al siguiente: no ocupaba nunca dos veces seguidas el mismo lugar en sus revoluciones «anuales» alrededor del Sol. Los astrónomos sólo pudieron atribuir esa irregularidad a las «perturbaciones» causadas en su órbita por la atracción de los planetas vecinos.

Ciertamente, durante los primeros trabajos con la ley de gravitación se había temido hasta cierto punto que las perturbaciones ocasionadas por la atracción de un planeta sobre otro pudieran desequilibrar algún día el delicado mecanismo del Sistema Solar. Sin embargo, en las primeras décadas del siglo XIX el astrónomo francés Pierre-Simon Laplace demostró que el Sistema Solar no era tan delicado como todo eso. Las perturbaciones eran sin excepción cíclicas, y las irregularidades orbitales no sobrepasaban nunca ciertos márgenes en cualquier dirección. El Sistema Solar parecía ser estable a largo plazo, y los astrónomos estaban cada vez más convencidos de que sería posible analizar todas las irregularidades específicas tomando en cuenta dichas perturbaciones.

Sin embargo, esto no fue aplicable a Mercurio. Una vez presupuestas todas las perturbaciones quedó todavía sin explicar la desviación del perihelio de Mercurio en

una cantidad equivalente a 43 segundos de arco cada siglo. Este movimiento, descubierto por Leverrier en 1845, no representó gran cosa: dentro de 4.000 años será igual a la anchura de la Luna. Pero sí fue suficiente para causar inquietud entre los astrónomos.

Leverrier opinó que tal desviación podría ser ocasionada por algún planeta pequeño e ignoto más próximo al Sol que Mercurio. Durante varias décadas, los astrónomos buscaron el supuesto planeta (llamado «Vulcano»), y se presentaron numerosos informes anunciando su descubrimiento. Pero todos los informes resultaron ser erróneos. Finalmente se acordó que Vulcano era inexistente.

Entonces la *Teoría general de la relatividad* aportó la respuesta. Einstein demostró que el perihelio de un cuerpo rotatorio debe tener cierto movimiento adicional aparte del predicho por la ley newtoniana. Cuando se aplicó ese nuevo cálculo a Mercurio, la desviación de su perihelio concordó exactamente con la fórmula general. Otros planetas más distantes del Sol que Mercurio mostrarían una desviación de perihelio progresivamente menor. El año 1960 se descubrió, estudiando la órbita de Venus, que el perihelio avanzaba 8 segundos de arco por siglo aproximadamente; esta desviación concuerda casi exactamente con la teoría de Einstein.

Pero aún fueron más impresionantes dos fenómenos insospechados que sólo habían sido previstos por la teoría einsteiniana. Primero, Einstein sostuvo que un campo gravitatorio intenso debe refrenar las vibraciones de los átomos. Ese refrenamiento se manifestaría mediante un corrimiento de las rayas espectrales hacia el rojo («corrimiento de Einstein»). Escudriñando el firmamento en busca de un campo gravitatorio suficientemente potente para ejercer tal efecto, los astrónomos pensaron en las densas y blancas estrellas enanas. Analizaron el espectro de las enanas blancas y encontraron ese corrimiento de las rayas espectrales.

La verificación del segundo pronóstico einsteiniano fue todavía más espectacular. Su teoría decía que un campo gravitatorio hace curvarse los rayos luminosos. Einstein calculaba que si un rayo de luz rozase la superficie solar se desviaría en línea recta 1,75 seg. de arco (fig. 8.4) ¿Cómo comprabarlo? Pues bien, si se observaran durante un eclipse solar las estrellas situadas más allá del Sol, enfiladas con su borde, y se compararan sus posiciones con las que ocupaban al fondo cuando el Sol no se interponía, se evidenciaría cualquier desviación por la curvatura de la luz. El ensayo se aplazó desde 1915, es decir, cuando Einstein publicara su tesis sobre la relatividad general, hasta el fin de la Primera Guerra Mundial. En 1919, la *Brítish Royal Astronomical Society* organizó una expedición para proceder al ensayo observando un eclipse total visible desde la isla del Príncipe, una pequeña posesión portuguesa frente a la costa de África Occidental. Y, en efecto, las estrellas se desviaron de su posición. Una vez más se acreditó Einstein.

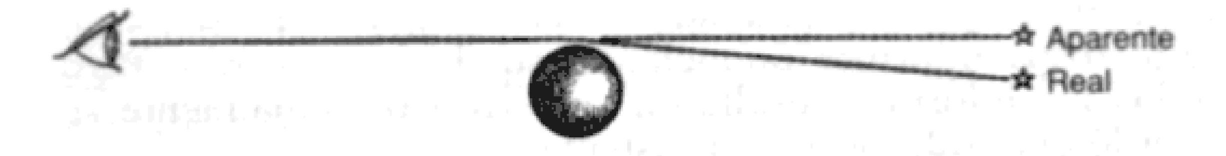


FIG. 8.4. *Curvatura gravitatoria de las ondas luminosas, postulada por Einstein en su* Teoría general de la relatividad.

Con arreglo al mismo principio, si una estrella está directamente detrás de otra, la luz de la estrella más distante contorneará a la más cercana, de tal modo que el astro más lejano aparentará tener mayor tamaño. La estrella más cercana actuará cual una «lente gravitatoria». Infortunadamente, el tamaño aparente de las estrellas es tan diminuto que el eclipse de una estrella distante por otra mucho más cercana (visto desde la Tierra) es sobremanera raro. Sin embargo, el descubrimiento de los cuasares proporcionó a los astrónomos otra oportunidad. A principios de los años 1980, detectaron unos cuasares dobles cada miembro de los cuales poseía exactamente idéntica propiedad. Constituía una razonable suposición el que estemos viendo un solo

cuasar con su luz distorsionada por una galaxia (o posiblemente un agujero negro), que existe en la línea de la visión pero que es invisible para nosotros. La imagen del cuasar está distorsionada y la hace aparecer doble. (Una imperfección en el espejo tendría el mismo efecto sobre nuestra imagen reflejada.)

Comprobando la Teoría general

Los tres grandes triunfos de la teoría general einsteiniana, fueron todos de naturaleza astronómica. Los científicos buscaron afanosamente algún medio para comprobarlos en el laboratorio donde ellos pudieran hacer variar a voluntad las condiciones requeridas. La clave para semejante demostración de laboratorio surgió en 1958 cuando el físico alemán Rudolf Ludwig Mössbauer demostró que en ciertas condiciones un cristal puede irradiar rayos gamma cuya longitud de onda queda definida específicamente. Y un cristal similar al emisor, puede absorber los rayos gamma de esa longitud de onda. Si los rayos gamma difirieran levemente por su longitud de onda de aquéllos emitidos naturalmente por el cristal, el otro cristal no los absorbería. Esto es lo que se llama el «efecto Mössbauer».

Si esa emisión de rayos gamma sigue una dirección de arriba abajo para caer con la gravedad, ganará energía —según prescribe la *Teoría general de la relatividad*— de tal modo que su longitud de onda se acortará. Al caer unos cuantos centenares de centímetros adquirirá suficiente energía para el decrecimiento en la longitud de onda de los rayos gamma, aunque esa disminución debe ser muy reducida, pues la onda necesita conservar suficiente amplitud con el fin de evitar que el cristal absorbente siga absorbiendo el rayo.

Por añadidura, si el cristal emisor de rayos gamma se mueve hacia arriba durante este proceso, el efecto de Doppler-Fizeau acrecentará la longitud de onda de los rayos gamma. Entonces se ajustará la velocidad del cristal ascendente para neutralizar el efecto de gravitación sobre el rayo gamma descendente, y de resultas éste será absorbido por el cristal sobre cuya superficie incide.

Tales experimentos realizados en 1960 más el empleo ulterior del efecto Mössbauer, confirmaron la *Teoría general* con suma precisión. Constituyeron la demostración más impresionante conocida hasta ahora de su velidez; como consecuencia de ello se otorgóo el premio Nobel de Física a Mössbauer en 1961.

Otras delicadas mediciones también tienden a apoyar la relatividad general: el paso de los rayos del radar por un planeta, la conducta de los pulsares binarios mientras giran en torno de un centro mutuo de gravedad, etc. Todas las mediciones son dudosas y los físicos han realizado numerosos intentos de sugerir teorías alternativas. No obstante, de todas las teorías sugeridas, la de Einstein es la más simple desde un punto de vista matemático. Cualesquiera que sean las mediciones que se efectúen para distinguir entre las teorías (y las diferencias son siempre mínimas), las mismas parecen apoyar la de Einstein. Después de casi tres cuartos de siglo, la teoría general de la relatividad sigue inconmovible, aunque los científicos continúen (muy apropiadamente) poniéndola en tela de juicio. (No se preocupen, es la teoría general la que es puesta en tela de juicio. La teoría *especial* de la relatividad ha sido comprobada una y otra vez, de formas tan variadas, que no existe ningún físico que la ponga en tela de juicio.)

CALOR

Hasta este punto del capítulo he dejado al margen un fenómeno que usualmente acompaña a la luz en nuestras experiencias cotidianas. Casi todos los objetos luminosos, desde una estrella hasta una vela, desprenden calor junto con la luz.

Medición de la temperatura

Antes de los tiempos modernos no se estudiaba el calor, si se exceptúa el aspecto cualitativo. A una persona le bastaba con decir «hace calor», o «hace frío», o «esto está más caliente que aquello». Para someter la temperatura a una medición cuantitativa fue necesario, ante todo, encontrar algún cambio mensurable que

pareciera producirse regularmente con los cambios de temperatura. Se encontró esa variación en el hecho de que las sustancias se dilatan con el calor y se contraen con el frío.

Galileo fue quien intentó por primera vez aprovechar tal hecho para observar los cambios de temperatura. En 1603 invirtió un tubo de aire caliente sobre una vasija de agua. Cuando el aire en el tubo se enfrió hasta igualar la temperatura de la habitación dejó subir el agua por el tubo, y de este modo consiguió Galileo su «termómetro» (del griego *thermes* y *metron,* «medida del calor»). Cuando variaba la temperatura del aposento cambiaba también el nivel de agua en el tubo. Si se caldeaba la habitación, el aire en el tubo se dilataba y empujaba el agua hacia abajo; si se la enfriaba, el aire se contraía y el nivel del agua ascendía. La única dificultad fue que aquella vasija de agua donde se había insertado el tubo, estaba abierta al aire libre y la presión de éste era variable. Ello producía ascensos y descensos de la superficie líquida, es decir, variaciones ajenas a la temperatura que alteraban los resultados.

En 1654, el gran duque de Toscana, Fernando II, ideó un termómetro independiente de la presión atmosférica. Este aparato contenía un líquido en una ampolla a la cual se unía un tubo recto. La contracción y dilatación del propio líquido señalaba los cambios de temperatura. Los líquidos cambian de volumen con la temperatura mucho menos que los gases, pero si se emplea la cantidad justa de líquido para llenar una ampolla, de modo que el líquido sólo pueda dilatarse a lo largo de un tubo muy estrecho, los ascensos y descensos dentro de ese tubo pueden ser considerables incluso para ínfimos cambios de volumen.

El físico inglés Robert Boyle hizo algo muy parecido sobre la misma cuestión, y fue el primero en demostrar que el cuerpo humano tiene una temperatura constante bastante superior a la del medio ambiente. Otros probaron que bajo una temperatura fija se producen siempre fenómenos físicos concretos. Cuando aún no había terminado el siglo XVII se comprobó esa verdad en el caso del hielo derretido y el agua hirviente.

Los primeros líquidos empleados en termometría fueron el agua y el alcohol. Dado que el agua se hiela tan pronto y el alcohol hierve con tanta facilidad, el físico francés Guillaume Amontons recurrió al mercurio. En su aparato, como en el de Galileo, la expansión y contracción del aire causa que el mercurio ascienda o descienda.

Por fin, en 1714, el físico alemán Gabriel Daniel Fahrenheit combinó las investigaciones del gran duque y de Amontons introduciendo mercurio en un tubo y utilizando sus momentos de dilatación y contracción como inicadores de la temperatura. Fahrenheit incorporó al tubo una escala graduada para poder apreciar la temperatura bajo el aspecto cuantitativo.

Se ha argumentado no poco sobre el método empleado por Fahrenheit para establecer su escala particular. Según algunos, asignó el cero a la temperatura más baja que pudo crear en su laboratorio mezclando sal y hielo. Sobre esa base fijó la solidificación del agua a 32° y la ebullición a 212°. Esto ofreció dos ventajas: primera, el margen de temperatura donde el agua se mantiene en estado líquido era de 180°, el cual parece un número natural para su uso en conexión con los «grados». (La medida en grados del semicírculo.) Segunda, la temperatura del cuerpo se aproximaba a los 100°; aunque para ser exactos es, normalmente, de 98,6° Fahrenheit.

Ordinariamente, la temperatura del cuerpo es tan constante que si sobrepasa en un grado o dos el nivel normal se dice que el cuerpo tiene fiebre y, por tanto, muestra síntomas evidentes de enfermedad. En 1858, el médico alemán Karl August Wunderlich implantó las frecuentes comprobaciones de la temperatura corporal como nuevo procedimiento para seguir el curso de una enfermedad. En la década siguiente, el médico británico Thomas Clifford Allbutt inventó el «termómetro clínico» cuyo estrecho tuvo lleno de mercurio tiene un estrangulamiento en la parte inferior. El mercurio se eleva hasta las cifras máximas cuando se coloca el termómetro dentro de la boca, pero no desciende al retirarlo para leer la temperatura. El hilo de mercurio se divide simplemente por el estrangulamiento, dejando fija la porción superior para una lectura constante. En Gran Bretaña y los Estados Unidos se emplea todavía la escala

Fahrenheit y están familiarizados con ella en todas las observaciones cotidianas, tales como informes meteorológicos y utilización de termómetros clínicos.

Sin embargo, en 1742 el astrónomo sueco Anders Celsius adoptó una escala diferente. En su forma definitiva, este sistema estableció el punto O para la solidificación del agua y el 100 para la ebullición. Con arreglo al margen de división centesimal donde el agua conserva su estado líquido, se denominó a esta escala, «centígrada», del latín *centum* y *gradus,* significando «cien peldaños». Casi todas las personas hablan de «grados centígrados» cuando se refieren a las medidas de esta escala, pero los científicos rebautizaron la escala con el nombre del inventor —siguiendo el precedente Fahrenheit— en una conferencia internacional celebrada el año 1948. Oficialmente, pues, se debe hablar de «escala Celsius» y «grados Celsius». Todavía se conserva el signo «C». Entretanto, la escala «Celsius» ha ganado preponderancia en casi todo el mundo civilizado. Los científicos, en particular, encuentran muy conveniente esta escala.

Las dos teorías del calor

La temperatura mide la intensidad del calor pero no su cantidad. El calor fluye siempre desde un lugar de altas temperaturas hacia un lugar de bajas temperaturas, hasta que ambas temperaturas se igualan, tal como el agua fluye de un nivel superior a otro inferior hasta que se equilibran los dos niveles. Eso es válido, cualesquiera que sean las cantidades relativas de calor contenidas en los cuerpos. Aunque una bañera de agua tibia contenga mucho más calor que una cerilla encendida, si metemos la cerilla en el agua, el calor fluye de la cerilla hacia el agua y no al contrario.

Joseph Black, quien hizo un importante estudio sobre los gases (véase capítulo 5), fue el primero en establecer la distinción entre temperatura y calor. En 1760 anunció que varias sustancias daban temperaturas diferentes cuando se les aplicaba la misma cantidad de calor. El elevar en un grado Celsius la temperatura de un gramo de hierro requería tres veces más calor que el calentar en la misma proporción un gramo de plomo. Y el berilio necesitaba tres veces más calor que el hierro.

Por añadidura, Black demostró la posibilidad de introducir calor en una sustancia sin elevar lo más mínimo su temperatura. Cuando se calienta el hielo, éste se derrite lentamente, desde luego, pero no hay aumento de temperatura. A su debido tiempo, el calor liquidará todo el hielo, pero la temperatura del hielo no rebasa jamás los 0°. Lo mismo ocurre en el caso del agua hirviente a 100° C. Cuando el calor se transmite al agua, ésta escapa en cantidades cada vez mayores en forma de vapor, pero la temperatura del líquido no varía.

El invento de la máquina de vapor (véase capítulo 9), coincidente más o menos con los experimentos de Black, sirvió para que los científicos sintieran más interés hacia el calor y la temperatura. Muchos empezaron a cavilar especulativamente sobre la naturaleza del calor, tal como lo hicieran sobre la naturaleza de la luz.

En ambos casos —calor y luz— hubieron dos teorías. Una mantuvo que el calor era una sustancia material que podía verterse o transmitirse de una sustancia a otra. Se la denominó «calórico» del latín *caloris,* «calor». Según este criterio, cuando la madera arde, su calórico pasa a la llama, y de ésta a la olla sobre la llama, y de ahí al agua dentro de la olla. Cuando el agua se llena de calórico, se convierte en vapor.

Hacia fines del siglo XVIII dos famosas observaciones dieron nacimiento a la teoría de que el calor es una forma de vibración. Una fue publicada por el físico y aventurero americano Benjamin Thompson, un *tory* que abandonó el país durante la Revolución, se ganó el título de conde de Rumgord, y luego vagabundeó por toda Europa. En el año 1798, cuando se hallaba un momento inspeccionando la limpieza de unos cañones en Baviera, percibió que se producían grandes cantidades de calor. Calculó que allí se generaba suficiente calor para hacer hervir dieciocho libras de agua en menos de tres horas. ¿De dónde procedía todo ese calórico? Thompson decidió que debía ser una vibración provocada e intensificada por la fricción mecánica de la baqueta contra el ánima.

Al año siguiente, el químico Humphrey Davy realizó un experimento más significativo todavía. Manteniendo dos trozos de hielo bajo el punto de congelación los frotó uno con otro, no a mano, sino mediante un artificio mecánico de modo que ningún calórico pudiera transmitirse al hielo. La mera fricción bastó para derretir parte del hielo. Él llegó también a la conclusión de que el calor debía ser una vibración y no una materia. Realmente, aquel experimento debiera haber sido determinativo, pero la teoría del calórico, aunque errónea a todas luces, subsistió hasta mediados del siglo XIX.

El calor como energía

No obstante, y aun cuando se desfiguró la naturaleza del calor, los científicos puntualizaron algunos hechos importantes sobre él, tal como los investigadores de la luz habían revelado interesantes facetas sobre la reflexión y la refracción de los rayos luminosos antes de desentrañar su naturaleza. Jean-Baptiste-Joseph Fourier y Nicholas-Léonard Sadi Carnot estudiaron en Francia el flujo del calor y dieron importantes pasos adelante. De hecho se considera generalmente a Carnot como el padre de la «termodinámica» (del griego *therme* y *dynamiké,* «movimiento del calor»). Él proporcionó un firme fundamento teórico al funcionamiento de las máquinas de vapor.

Carnot realizó su tarea en la década de 1820 a 1830. Hacia 1840, los físicos se interesaron por dos cuestiones acuciantes: ¿Cómo aprovechar el calor transformado en vapor para hacerle realizar el trabajo mecánico de mover un pistón? ¿Habría algún límite para la cantidad de trabajo que pudiera obtenerse de una cantidad determinada de calor? ¿Y qué pasaba con el proceso inverso? ¿Cómo convertir el trabajo en calor?

Joule pasó treinta y cinco años transformando diversas clases de trabajo en calor, haciendo con sumo cuidado lo que Rumford había hecho antes muy a la ligera. Midió la cantidad de calor producida por una corriente eléctrica. Calentó agua y mercurio agitándolo con ruedas de paletas o haciendo entrar el agua a presión en estrechos tubos. Calentó el aire comprimiéndolo, y así sucesivamente. En cada caso calculó cuánto trabajo mecánico se había realizado con el sistema y cuánto calor se había obtenido como resultado. Entonces descubrió que una cantidad determinada de trabajo, cualquiera que fuese su clase, producía siempre una cantidad determinada de calor, lo cual se denominaba «equivalente mecánico del calor».

Puesto que se podía convertir el calor en trabajo, justo era considerarlo como una forma de «energía» (del griego *enérgueia,* «que contiene trabajo»). Electricidad, magnetismo, luz y movimiento eran aplicables al trabajo y por tanto también formas de energía. Y el propio trabajo, al ser transformable en calor, era asimismo una forma de energía.

Todo ello hizo resaltar lo que se había sospechado más o menos desde los tiempos de Newton: a saber, que la energía se «conservaba», y que no era posible crearla ni destruirla. Así, pues, un cuerpo móvil tiene «energía cinética» («energía del movimiento») término introducido por Lord Kelvin en 1856. Puesto que la gravedad frena el movimiento ascendente de un cuerpo, la energía cinética de éste desaparece lentamente. Sin embargo, mientras el cuerpo pierde energía cinética, gana energía de posición, pues, en virtud de su elevada situación sobre la superficie terrestre, tiene posibilidades de caer y recuperar la energía cinética. En 1853, el físico escocés William John Macquorn Rankine denominó «energía potencial» a esa energía de posición. Al parecer, la energía cinética de un cuerpo más su energía potencial (su «energía mecánica») permanecían casi invariables durante el curso de su movimiento, y entonces se llamó a este fenómeno «conservación de la energía mecánica». Sin embargo, la energía mecánica no se conservaba *perfectamente.* Siempre había pérdidas con la fricción, la resistencia al aire, etcétera.

Lo que el experimento de Joule demostró por encima de todo fue que semejante conservación sería exacta cuando el calor se tomase en cuenta puesto que, cuando la energía mecánica se pierde en fricción o por resistencia del aire, aparece como calor. Si tomamos en cuenta el calor, se puede mostrar, sin cualificación, que no se crea una nueva energía y que no se destruye ninguna energía antigua. El primero en dejar esto

claro fue un físico alemán, Julius Robert Mayer, en 1842, pero su respaldo experimental fue reducido y carecía de unos importantes credenciales académicos. (Incluso Joule, que era cervecero de profesión y que carecía asimismo de títulos académicos, tuvo dificultades para ver publicado su meticuloso trabajo.)

No fue hasta 1847 cuando una suficientemente respetable figura académica dio contenido a esa noción. En dicho año, Heinrich von Helmholtz enunció la *ley de la conservación de la energía:* siempre que una cantidad de energía parezca desaparecer de un lugar, una cantidad equivalente aparecerá en otro sitio. A esto se le llamó también la *primera ley de la termodinámica.* Sigue siendo un poderoso cimiento de la física moderna, al que no afectan ni la teoría de los cuantos ni la relatividad.

Ahora bien, aunque sea posible convertir en calor cualquier forma de trabajo, no puede darse el proceso inverso. Cuando el calor se transforma en trabajo, una parte de él es inservible y se pierde irremisiblemente. Al hacer funcionar una máquina de vapor, el calor de éste se transforma en trabajo solamente cuando la temperatura del vapor queda reducida a la temperatura del medio ambiente; una vez alcanzado ese punto ya será posible convertirlo en trabajo, aunque haya todavía mucho calor remanente en el agua fría formada por el vapor. Incluso al nivel de temperatura donde sea posible extraer trabajo, una parte del calor no trabajará, sino que se empleará para caldear la máquina y el aire circundante, para superar la fricción entre pistones y cilindros, etcétera.

En toda conversión de energía —por ejemplo, energía eléctrica en energía luminosa, energía magnética en energía cinética— se desperdicia parte de la energía. Pero no se pierde; pues ello desvirtuaría la primera ley. Sólo se convierte en calor que se dispersa por el medio ambiente.

La capacidad de cualquier sistema para desarrollar un trabajo se denomina «energía libre». La cantidad de energía que se pierde inevitablemente como energía inaprovechable se refleja en las mediciones de la «entropía», término creado en 1850 por el físico alemán Rudolf Julius Emmanuel Clausius.

Clausius indicó que en cualquier proceso relacionado con el flujo de energía hay siempre alguna pérdida, de tal forma que la entropía del Universo aumenta sin cesar. Este continuo aumento entrópico constituye la «segunda ley de la termodinámica». Algunas veces se ha aludido a ella asociándola con los conceptos «agotamiento del Universo» y «muerte calorífica del Universo». Por fortuna, la cantidad de energía aprovechable (facilitada casi enteramente por las estrellas, que, desde luego, «se desgastan» a un ritmo tremendo) es tan vasta que resultará suficiente para todos los propósitos durante muchos miles de millones de años.

Calor y movimiento molecular

Finalmente, se obtuvo una noción clara sobre la naturaleza del calor con la noción sobre la naturaleza atómica de la materia. Se fue perfilando cuando los científicos percibieron que las moléculas integrantes de un gas estaban en continuo movimiento, chocando entre sí y contra las paredes de su recipiente. El primer investigador que intentó explicar las propiedades de los gases desde ese ángulo visual fue el matemático suizo Daniel Bernoulli, en 1738, pero sus ideas se adelantaron a la época. Hacia mediados del siglo XIX, Maxwell y Boltzmann (véase cap. 5) elaboraron adecuadamente las fórmulas matemáticas y establecieron la «teoría cinética de los gases» («cinética» proviene de una palabra griega que significa «movimiento»). Dicha teoría mostró la equivalencia entre el calor y el movimiento de las moléculas. Así, pues, la teoría calórica del calor recibió un golpe mortal. Se interpretó el calor cual un fenómeno de vibratilidad; es decir, el movimiento de las moléculas en los gases y líquidos o su agitado temblor en los sólidos.

Cuando se calienta un sólido hasta que el agitado temblor se intensifica lo suficiente como para romper los lazos sustentadores entre moléculas vecinas, el sólido se funde y pasa al estado líquido. Cuanto más resistente sea la unión entre las moléculas vecinas de un sólido, tanto más calor se requerirá para hacerlas vibrar violentamente

hasta romper dichos lazos. Ello significará que la sustancia tiene un punto muy elevado de fusión.

En el estado líquido, las moléculas pueden moverse libremente dentro de su medio. Cuando se calienta gradualmente el líquido, los movimientos de las moléculas son al fin lo bastante enérgicos para liberarlas del cuerpo líquido y entonces éste hierve. Nuevamente el punto de ebullición será más elevado allá donde las fuerzas intermoleculares sean más potentes.

Al convertir un sólido en líquido, toda la energía calorífica se aplica a romper los lazos intermoleculares. De ahí que el calor absorbido por el hielo al derretirse no eleve la temperatura del hielo. Lo mismo cabe decir de un líquido cuando hierve.

Ahora ya podemos ver fácilmente la diferencia entre calor y temperatura. Calor es la energía total contenida en los movimientos moleculares de una determinada materia. Temperatura representa la velocidad promedio del movimiento molecular en esa materia. Así, pues, medio litro de agua a 60° C contiene dos veces más calor que un cuarto de agua a 60° C (están vibrando doble número de moléculas), pero el medio litro y el cuarto tienen idéntica temperatura, pues la velocidad promedio del movimiento molecular es el mismo en ambos casos.

Hay energía en la propia estructura de un compuesto químico, es decir, en las fuerzas aglutinantes que mantienen unidos los átomos o las moléculas a sus vecinos. Si esos lazos se rompen para recomponerse en nuevos lazos implicando menos energía, la energía sobrante se manifestará como calor, o luz, o ambas cosas. Algunas veces se libera la energía tan rápidamente que se produce una explosión.

Se ha hecho posible calcular la energía química contenida en una sustancia y mostrar cuál será la cantidad de calor liberada en una reacción determinada. Por ejemplo, la combustión del carbón entraña la ruptura de los lazos entre los átomos de carbono y entre los átomos de las moléculas de oxígeno, con los cuales se vuelve a combinar el carbono. Ahora bien, la energía de los lazos en el nuevo compuesto (dióxido de carbono) es inferior a la de los lazos en las sustancias originales que lo formaron. Esta diferencia mensurable se libera bajo la forma de calor y luz.

En 1876, el físico norteamericano Josiah Willard Gibbs desarrolló con tal detalle la teoría de la «termodinámica química» que esta rama científica pasó súbitamente de la inexistencia virtual a la más completa madurez.

La enjundiosa tesis donde Gibbs expuso sus razonamientos superó con mucho a otras de cerebros norteamericanos, y, no obstante, fue publicada tras muchas vacilaciones en las *Transactions ofthe Connecticut Academy ofArts and Sciences.* Incluso algún tiempo después sus minuciosos argumentos matemáticos y la naturaleza introvertida del propio Gibbs se combinaron para mantener oculto el tema bajo otros muchos documentos hasta que el físico y químico alemán Wilhelm Ostwald descubrió la tesis en 1883, la tradujo al alemán y proclamó ante el mundo la grandeza de Gibbs.

Como ejemplo de la importancia de ese trabajo baste decir que las ecuaciones Gibbs expusieron las reglas simples, pero rigurosas, bajo cuyo gobierno se establece el equilibrio entre sustancias diferentes que intervienen a la vez en más de una fase (por ejemplo, forma sólida y en solución, en dos líquidos inmiscibles y un vapor, etc.). Esta «regla de fases» es un soplo vital para la metalurgia y otras muchas ramas de la Química.

RELACIÓN MASA-ENERGÍA

Con el descubrimiento de la radiactividad en 1896 (véase capítulo 6) se planteó una nueva cuestión sobre energía. Las sustancias radiactivas uranio y torio desprendían partículas dotadas de sorprendente energía. Por añadidura, Marie Curie descubrió que el radio emitía incesantemente calor en cantidades sustanciales: una onza de radio proporcionaba 4.000 calorías por hora, y esa emisión se prolongaba hora tras hora, semana tras semana, década tras década. Ni la reacción química más energética

conocida hasta entonces podía producir una millonésima parte de la energía liberada por el radio. Y aún había algo más sorprendente: a diferencia de las reacciones químicas, esa producción de energía no estaba asociada con la temperatura. ¡Proseguía sin variación a la muy baja temperatura del hidrógeno líquido como si ésta fuera una temperatura ordinaria!

Evidentemente había aparecido una especie insólita de energía sin relación alguna con la energía química. Por fortuna los físicos no tardaron mucho en conocer la respuesta. Una vez más la dio Einstein con su *Teoría especial de la relatividad.*

El tratamiento matemático einsteiniano de la energía evidenció que se podía considerar la masa como una forma de energía, y por cierto muy concentrada, pues una ínfima cantidad de masa se convertía en inmensas cantidades de energía.

La ecuación de Einstein, relacionando masa y energía, figura hoy entre las más famosas del mundo. Dice así:

$e = mc^2$

Aquí, *e* representa la energía (en ergios); *m,* la masa (en gramos), y *c,* la velocidad de la luz (expresada en centímetros por segundo).

Puesto que la luz se traslada a treinta mil millones de centímetros por segundo, el valor de c^2 es 900 mil millones de millones. Ello significa que la conversión de 1 gramo de masa en energía producirá 900 mil millones de ergios. El ergio es una pequeña unidad de energía inexpresable en términos corrientes, pero podemos imaginar su significado si sabemos que la energía contenida en 1 g de masa basta para mantener encendida una bombilla eléctrica de 1.000 W durante 2.850 años. O, expresándolo de otra forma, la conversión completa de 1 g de masa en ergio dará un rendimiento equivalente al de 2.000 toneladas de gasolina.

La ecuación de Einstein destruyó una de las sagradas leyes científicas de conservación. En efecto, la «ley de conservación de masas», establecida por Lavoisier, decretaba que no se podía crear ni destruir la materia. A decir verdad, toda reacción química liberadora de energía transforma una pequeña cantidad de masa en energía: si pudiéramos pesar con absoluta precisión sus productos, la suma total de éstos no sería igual a la materia original. Pero la masa perdida en las reacciones químicas ordinarias es tan ínfima, que los químicos del siglo XIX no habrían podido detectarla con sus limitados procedimientos técnicos. Sin embargo, ahora los físicos afrontaron un fenómeno totalmente distinto: la reacción nuclear de la radiactividad, y no la reacción química del carbón combustible. Las reacciones nucleares libraron tanta energía, que la pérdida de masa fue lo suficientemente grande como para hacer mediciones.

Abogando por el intercambio de masa y energía, Einstein fundió las leyes de conservación de energía y de masa en una sola ley: La conservación de masa-energía.

La primera ley de termodinámica no sólo se mantuvo incólume, sino que fue también más inexpugnable que nunca.

Francis W. Aston confirmó experimentalmente la conversión de masa en energía mediante su espectrógrafo de masas. Éste podía medir con gran precisión la masa de núcleos atómicos tomando como base la magnitud de su deflexión por un campo magnético. Lo que realmente hizo Aston fue demostrar que los diversos núcleos no eran múltiplos exactos de las masas de neutrones y protones incorporados a su estructura.

Consideremos por un momento las masas de esos neutrones y protones. Durante un siglo se han medido generalmente las masas de átomos y partículas subatómicas dando por supuesto, como base, que el peso atómico del oxígeno es exactamente de 16,00000 (véase capítulo 6). Sin embargo, en 1929, William Giauque demostró que el oxígeno estaba constituido por 3 isótopos: el oxígeno 16, el oxígeno 17 y el oxígeno 18, y que su peso atómico era el peso promedio de los números másicos de esos tres

isótopos.

A buen seguro, el oxígeno 16 era el más abundante de los tres, con el 99,759 % en todos los átomos de oxígeno. Ello significaba que si el oxígeno tenía un peso atómico general de 16,00000, el isótopo oxígeno 16 debería tener un número másico de *casi* 16. (Las masas de las cantidades menores de oxígeno 17 y oxígeno 18 completaban al valor total, hasta 16.) Una generación después del descubrimiento, los químicos siguieron comportándose como si no existiera, ateniéndose a la antigua base, es decir, lo que se ha dado en llamar «pesos atómicos químicos».

Sin embargo, la reacción de los físicos fue distinta. Prefirieron asignar exactamente el valor 16,0000 a la masa del isótopo oxígeno 16 y determinar las restantes masas sobre tal base. Ésta permitiría especificar los «pesos atómicos físicos». Tomando, pues, como base el oxígeno 16 igual al patrón 16, el peso atómico del propio oxígeno, con sus indicios de isótopos más pesados, fue 16,0044. En general, los pesos atómicos físicos de todos los elementos serían un 0,027 % más elevados que los de sus sinónimos, los pesos atómicos químicos.

En 1961, los físicos y los químicos llegaron a un compromiso. Se acordó determinar los pesos atómicos sobre la base del isótopo carbono 12, al que se daría una masa 12,0000. Así, los números atómicos se basaron en un número másico característico y adquirieron la mayor solidez fundamental posible. Por añadidura, dicha base mantuvo los pesos atómicos casi exactamente como eran antes con el antiguo sistema. Por ejemplo, sobre la base del carbono 12 igual al patrón 12, el peso atómico del oxígeno es 15,9994.

Bien. Comencemos entonces por el átomo del carbono 12, cuya masa es igual a 12,0000. Su núcleo contiene 6 protones y 6 neutrones. Por las medidas espectrográficas de masas resulta evidente que, sobre la base del carbono 12 igual al patrón 12, la masa del protón en 1,007825, y la de un neutrón, 1,008665. Así, pues, 6 protones deberán tener una masa de 6,046950 y 6 neutrones, 6,051990. Los 12 nucleones juntos tendrán una masa de 12,104940. Pero la masa del carbono 12 es 12,00000. ¿Dónde ha ido a parar esa fracción de 0,104940?

La masa desaparecida es el «defecto de masa», el cual, dividido por el número másico, nos da el defecto de masa por nucleón o la «fracción empaquetadora». Realmente la masa no ha desaparecido, claro está. Se ha convertido en energía según la ecuación de Einstein y, por tanto, el defecto de masa es también la «energía aglutinadora» del núcleo. Para desintegrar el núcleo en protones y neutrones individuales se requiere una cantidad entrante de energía igual a la energía aglutinadora, puesto que se deberá formar una cantidad de masa equivalente a esa energía.

Aston determinó la «fracción empaquetadora» de muchos núcleos, y descubrió que ésta aumentaba desde el hidrógeno hasta los elementos próximos al hierro y luego disminuía con lentitud en el resto de la tabla periódica. Dicho de otra forma: la energía aglutinadora por nucleón era más elevada en el centro de la tabla periódica. Ello significaba que la conversión de un elemento situado en un extremo u otro de la tabla en otro próximo al centro, debería liberar energía.

Tomemos por ejemplo el uranio 238. Este núcleo se desintegra mediante una serie de eslabones en plomo 206. Durante tal proceso emite 8 partículas alfa. (También cede partículas beta, pero éstas son tan ligeras, que se las puede descartar.) Ahora bien, la masa del plomo 206 es 205,9745, y las 8 partículas alfa dan una masa total de 32,0208. Estos productos juntos totalizan 237,9953 de masa. Pero la del uranio 238, de donde proceden, es 238,0506. La diferencia o pérdida de masa es 0,0553. Esta pérdida de masa tiene la magnitud suficiente como para justificar la energía liberada cuando se desintegra el uranio.

Al desintegrarse el uranio en átomos todavía más pequeños, como le ocurre con la fisión, libera una cantidad mucho mayor de energía. Y cuando el hidrógeno se convierte en helio, tal como se encuentra en las estrellas, hay una pérdida fraccional aún mayor de masa y, consecuentemente, un desarrollo más rico de energía.

Por entonces, los físicos empezaron a considerar la equivalencia masa-energía como una contabilidad muy fiable.

Citemos un ejemplo. Cuando se descubrió el positrón en 1934, su aniquilamiento recíproco con un electrón produjo un par de rayos gamma cuya energía fue precisamente igual a la masa de las dos partículas. Por añadidura, se pudo crear masa con las apropiadas cantidades de energía. Un rayo gamma de adecuada energía, desaparecería en ciertas condiciones, para originar una «pareja electrón-positrón» creada con energía pura. Mayores cantidades de energía proporcionadas por partículas cósmicas o partículas expulsadas de sincrotones protón (véase capítulo 7), promoverían la creación de más partículas masivas, tales como mesones y antiprotones.

A nadie puede sorprender que cuando el saldo contable no cuadre, como ha ocurrido con la emisión de partículas beta poseedoras de una energía inferior a la esperada, los físicos inventen el neutrino para nivelar las cuentas de energía en vez de atrepellar la ecuación de Einstein (véase capítulo 7).

Y si alguien requiriera una prueba adicional sobre la conversión de masa en energía, bastaría con referirse a la bomba atómica, la cual ha remachado ese último clavo.

PARTÍCULAS Y ONDAS

En la década de los años veinte de nuestro siglo, el dualismo reinó sin disputa sobre la Física. Planck había demostrado que la radiación tenía carácter de partícula y onda a partes iguales. Einstein había demostrado que la masa y energía eran dos caras de la misma moneda y que espacio y tiempo eran inseparables. Los físicos empezaban a buscar otros dualismos.

En 1923, el físico francés Louis-Víctor de Broglie consiguió demostrar que así como una radiación tenía características de partículas, las partículas de materia tal como los electrones presentaban características de ondas. Las ondas asociadas a esas partículas —predijo Broglie— tendrían una longitud inversamente proporcional al momento de la partícula. Las longitudes de onda asociadas a electrones de velocidad moderada deben hallarse, según calculó Broglie, en la región de los rayos X.

Hasta esa sorprendente predicción pasó a la historia en 1927. Clinton Joseph Davisson y Lester Halbert Germer, de los «Bell Telephone Laboratories», bombardearon níquel metálico con electrones. Debido a un accidente de laboratorio que había hecho necesario el calentamiento del níquel durante largo tiempo, el metal había adoptado la forma de grandes cristales, una estructura ideal para los ensayos de difracción porque el espacio entre átomos en un cristal es comparable a las cortísimas longitudes de onda de los electrones. Y, efectivamente, los electrones, al pasar a través de esos cristales, no se comportaron como partículas, sino como ondas. La película colocada detrás del níquel mostró esquemas de interferencia, bandas alternativas opacas y claras, tal como habrían aparecido si hubieran sido rayos X y no electrones los que atravesaron el níquel.

Los esquemas de interferencias eran precisamente los que usara Young más de un siglo antes para probar la naturaleza ondulatoria de la luz. Ahora servían para probar la naturaleza ondulatoria de los electrones. Midiendo las bandas de interferencia se pudo calcular la longitud de onda asociada con los electrones, y esta longitud resultó ser de 1,65 unidades Angström (casi exactamente lo que había previsto Broglie).

Durante aquel mismo año, el físico británico George Paget Thomson, trabajando independientemente y empleando métodos diferentes, demostró asimismo que los electrones tienen propiedades ondulatorias.

De Broglie recibió el premio Nobel de Física en 1929; Davisson y Thomson compartieron ese mismo galardón en 1937.

El microscopio electrónico

El descubrimiento, totalmente inesperado, de ese nuevo dualismo, recibió casi inmediata aplicación en las observaciones microscópicas. Según he mencionado ya, los microscopios ópticos ordinarios pierden toda utilidad cuando se llega a cierto punto, porque hay un límite dimensional más allá del cual las ondas luminosas no pueden definir claramente los objetos. Cuanto más pequeños sean los objetos, más indistintos serán sus perfiles, pues las ondas luminosas empezarán a contornearlos —algo señalado, en primer lugar, por el físico alemán Ernst Karl Abbe en 1878—. (Por idéntica razón; la onda larga radioeléctrica nos transmite un cuadro borroso incluso de grandes objetos en el cielo.) Desde luego, el remedio consiste en buscar longitudes de onda más cortas para investigar objetos ínfimos. Los microscopios de luz corriente pueden distinguir dos franjas de 1/5.000 de milímetro, pero los microscopios de luz ultravioleta pueden distinguir franjas separadas de 1/10.000 de mm. Los rayos X serían más eficaces todavía, pero no hay lentes para rayos X. Sin embargo, se podría solventar este problema usando ondas asociadas con electrones que tienen más o menos la misma longitud de onda que los rayos X, pero se dejan manejar mucho mejor, pues, por lo pronto, un campo magnético puede curvar los «rayos electrónicos» porque las ondas se asocian con una partícula cargada.

Así como el ojo humano ve la imagen amplificada de un objeto si se manejan apropiadamente con lentes los rayos luminosos; una fotografía puede registrar la imagen amplificada de un objeto si se manejan apropiadamente con campos magnéticos las ondas electrónicas. Y como quiera que las longitudes de ondas asociadas a los electrones son mucho más pequeñas que las de la luz ordinaria, es posible obtener con el «microscopio electrónico» una enorme amplificación, y, desde luego, muy superior a la del miscroscopio ordinario (fíg. 8.5).

En 1932, Ernst Ruska y Max Knoll, de Alemania, construyeron un microscopio electrónico rudimentario, pero el primero realmente utilizable se montó, en 1937, en la Universidad de Toronto, y sus diseñadores fueron James Hillier y Albert F. Prebus. Aquel instrumento pudo ampliar 7.000 veces un objeto, mientras que los mejores microscopios ópticos tienen su máximo poder amplificador en la cota 2.000. Allá por 1939, los microscopios electrónicos fueron ya asequibles comercialmente; más tarde, Hillier y otros diseñaron microscopios electrónicos con suficiente potencia para amplificar 2.000.000 de veces un objeto.

Mientras que un microscopio electrónico enfoca a los electrones en el objetivo y los hace pasar a través del mismo, otra clase la constituyó un rayo de electrones que pasaba rápidamente por encima del objetivo, barriéndolo de la misma forma en que lo hace un rayo electrónico en el tubo de imagen de un televisor. Tal *microscopio electrónico de barrido* fue sugerido ya en 1938 por Knoll, pero el primer aparato práctico de esta clase lo construyó el físico britániconorteamericano Albert Víctor Crewe hacia 1970. El microscopio electrónico de barrido daña menos el objetivo observado, muestra el objeto con un mayor efecto tridimensional y se consiguen así más informaciones, e incluso se muestra la posición de los átomos individuales de las variedades mayores.

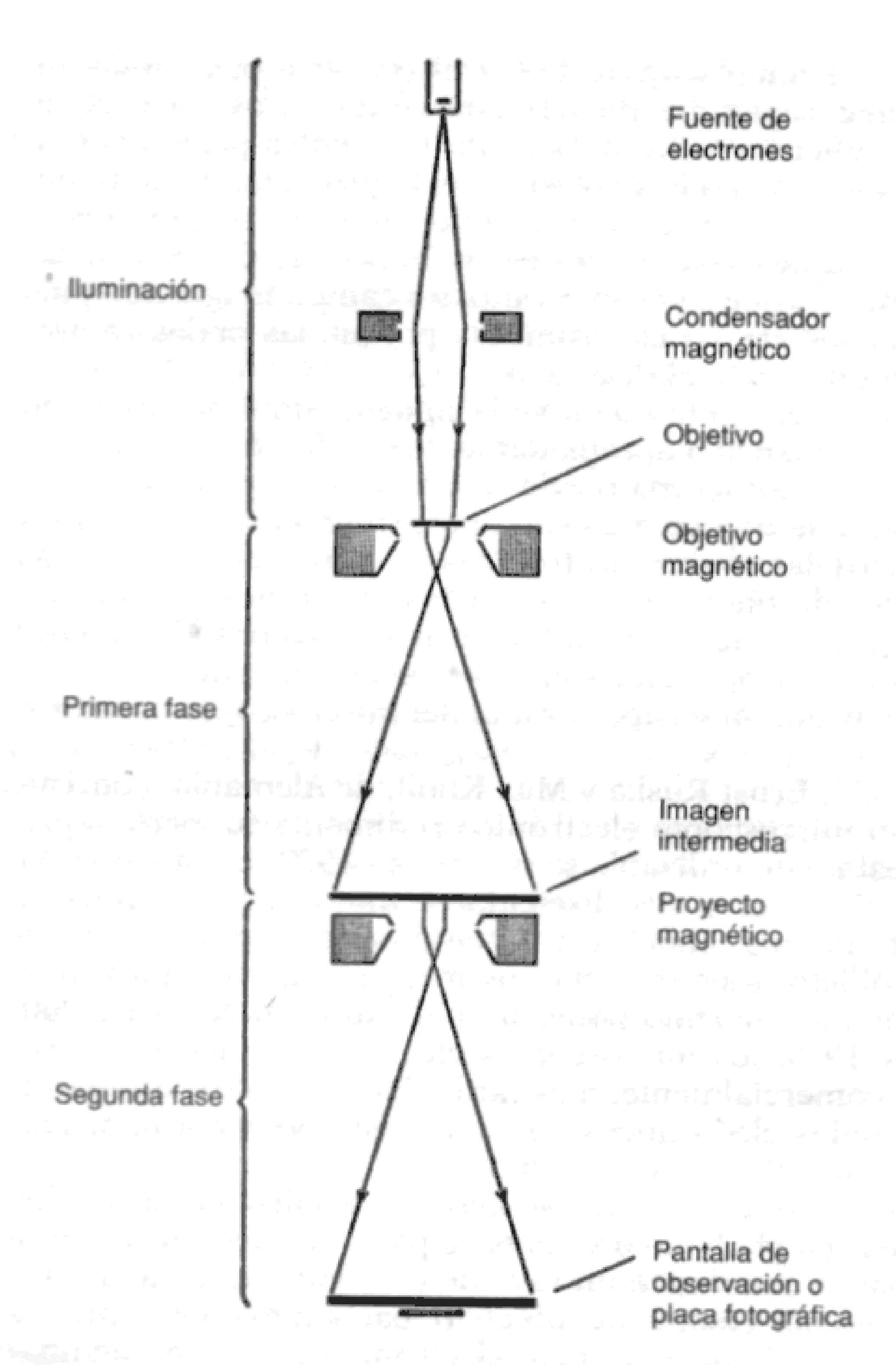


FIG. 8.5. *Diagrama del microscopio electrónico. El condensador magnético dirige los electrones en rayos paralelos. El objetivo funciona como una lente convexa, produciendo una imagen amplificada que aumenta aún más el proyector magnético. La imagen se proyecta sobre una pantalla fluorescente de observación o placa fotográfica.*

Electrones y ondas

Nadie se habría sorprendido si ese dualismo partícula-onda funcionara a la inversa, de tal forma que los fenómenos conceptuados ordinariamente como de naturaleza ondulatoria tuvieran asimismo características corpusculares. Planck y Einstein habían mostrado ya que la radiación se componía de cuantos, los cuales, a su manera, son también partículas. En 1923, Compton, el físico que probaría la naturaleza corpuscular

de los rayos cósmicos (véase capítulo 7), demostró que esos cuantos poseían algunas cualidades corpusculares comunes. Descubrió que los rayos X, al dispersarse en la materia, perdían energía y adquirían mayor longitud de onda. Eso era justamente lo que cabía esperar de una radiación «corpuscular» que rebotara contra una materia corpuscular; la materia corpuscular recibe un impulso hacia delante y gana energía, y el rayo X, al desviarse, la pierde. El «efecto Compton» contribuyó al establecimiento del dualismo onda-partícula.

Las ondas corpusculares dejaron entrever también importantes consecuencias para la teoría. Por lo pronto esclarecieron algunos enigmas sobre la estructura del átomo.

En 1913, Niels Bohr había descrito el átomo de hidrógeno cual un núcleo central rodeado por un electrón que podía girar en torno suyo siguiendo cualquiera de diversas órbitas. Estas órbitas ocupaban posiciones fijas; cuando un electrón de hidrógeno pasaba de una órbita externa a otra interna, perdía energía, que luego era emitida en forma de un cuanto de longitud de onda fija. Si el electrón se movía de una órbita interna a otra externa, absorbía un cuanto de energía, pero sólo uno de longitud de onda y tamaño específicos, es decir, lo suficiente para hacerle moverse en la medida adecuada. Ésa era la razón de que el hidrógeno pudiera absorber o emitir sólo radiaciones de determinadas longitudes de onda, produciendo raras características en el espectro. El esquema de Bohr, cuya complejidad se acentuó paulatinamente durante la siguiente década, evidenció suma utilidad para explicar muchos hechos sobre el espectro de varios elementos. Esta teoría le valió a Bohr el premio Nobel de Física en 1922. Los físicos alemanes James Franck y Gustav Ludwig Hertz (este último, sobrino de Heinrich Hertz) —cuyos estudios sobre las colisiones entre átomos y electrones dieron unos fundamentos experimentales a las teorías de Bohr— compartieron el premio Nobel de Física en 1925.

Bohr no supo explicar por qué las órbitas ocupaban posiciones fijas. Se limitó a elegir las órbitas que dieran resultados correctos respecto a la absorción y emisión de las longitudes de ondas luminosas sometidas a observación.

En 1926, el físico alemán Erwin Schródinger decidió echar otra ojeada al átomo inspirándose en la teoría de De Broglie sobre la naturaleza ondulatoria de las partículas. Considerando el electrón como una onda, se dijo que éste no giraba alrededor del núcleo como lo hace un planeta alrededor del Sol, sino constituyendo una onda, que se curvaba alrededor del núcleo de tal forma que estaba a un tiempo, por así decirlo, en todas las partes de su órbita. Resultó que, tomando como base la longitud de onda predicha por De Broglie para un electrón, un número entero de ondas electrónicas se ajustaba exactamente a las órbitas delineadas por Bohr. Entre estas órbitas, las ondas no se ajustaron en un número entero, sino que se incorporaron «desfasadas», y tales órbitas carecieron de estabilidad.

Schródinger ideó una descripción matemática del átomo, denominada «mecánica ondulatoria» o «mecánica cuántica», un método bastante más satisfactorio que el sistema de Bohr para contemplar el átomo. Schródinger compartió el premio Nobel de Física en 1933 con Dirac, quien concibiera la teoría de las antipartículas (véase capítulo 7) y contribuyera al desarrollo de ese nuevo panorama del átomo. El físico alemán Max Born, que coadyuvó al desarrollo matemático de la mecánica cuántica, compartió el premio Nobel de Física en 1954 (con Bethe).

El principio de incertibumbre

Por aquellas fechas, el electrón se había convertido en una «partícula» bastante difusa. Y esa ambigüedad habría de empeorar muy pronto. Werner Heisenberg, de Alemania, planteó una profunda cuestión, que casi proyecto las partículas y la propia Física al reino de lo incognoscible.

Heisenberg había presentado su propio modelo de átomo renunciando a todo intento de describir el átomo como un compuesto de partículas y ondas. Pensó que estaba condenado al fracaso cualquier intento de establecer analogías entre la estructura atómica y la estructura del mundo. Prefirió describir los niveles de energía u órbitas de

electrones en términos numéricos puros, sin la menor traza de esquemas. Como quiera que usó un artificio matemático denominado «matriz» para manipular sus números, el sistema se denominó «mecánica de matriz».

Heisenberg recibió el premio Nobel de Física en 1932 por sus aportaciones a la mecánica ondulatoria de Schródinger, pues esta última pareció tan útil como las abstracciones de Heisenberg, y siempre es difícil, incluso para un físico, desistir de representar gráficamente las propias ideas.

Hacia 1944, los físicos parecieron dispuestos a seguir el procedimiento más correcto, pues el matemático húngaro-estadounidense John von Neumann expuso una línea argumental que pareció evidenciar la equivalencia matemática entre la mecánica matriz y la mecánica ondulatoria. Todo cuanto demostraba la una, lo podía demostrar igualmente la otra. ¿Por qué no elegir, pues, la versión menos abstracta?

Una vez presentada la mecánica matriz (para dar otro salto atrás en el tiempo) Heisenberg pasó a considerar un segundo problema: cómo describir la posición de la partícula. ¿Cuál es el procedimiento indicado para determinar dónde está una partícula? La respuesta obvia es ésta: observarla. Pues bien, imaginemos un microscopio que pueda hacer visible un electrón. Si lo queremos ver debemos proyectar una luz o alguna especie de radiación apropiada sobre él. Pero un electrón es tan pequeño, que bastaría un solo fotón de luz para hacerle cambiar de posición apenas lo tocara. Y en el preciso instante de medir su posición, alteraríamos ésta.

Éste es un fenómeno bastante frecuente en la vida ordinaria. Cuando medimos la presión de un neumático con un manómetro, dejamos escapar algo de aire y, por tanto, cambiamos la presión ligeramente en el mismo acto de medirla. Asimismo, cuando metemos un termómetro cambia levemente esa temperatura al absorber calor. Un contador de corriente eléctrica roba un poco de corriente para mover la manecilla sobre la esfera. Y así ocurre siempre en cada medida que tomemos.

Sin embargo, el cambio del sujeto es tan ínfimo en todas nuestras mediciones ordinarias, que podemos despreciarlo. Ahora bien, la situación varía mucho cuando intentamos calibrar el electrón. Aquí nuestro artificio medidor es por lo menos tan grande como el objeto que medimos; y no existe ningún agente medidor más pequeño que el electrón. En consecuencia, nuestra medición debe surtir, sin duda, un efecto nada desdeñable, un efecto más bien decisivo en el objeto medido. Podríamos detener el electrón y determinar así su posición en un momento dado. Pero si lo hiciéramos, no sabríamos cuál es su movimiento ni su velocidad. Por otra parte, podríamos gobernar su velocidad, pero entonces no podríamos fijar su posición en un momento dado.

Heisenberg demostró que no nos será posible idear un método para localizar la posición de la partícula subatómica mientras no estemos dispuestos a aceptar la incertidumbre absoluta respecto a su posición exacta. Es un imposible calcular ambos datos con exactitud al mismo tiempo.

Siendo así, no podrá haber una ausencia completa de energía ni en el cero absoluto siquiera. Si la energía alcanzara el punto cero y las partículas quedaran totalmente inmóviles, sólo sería necesario determinar su posición, puesto que la velocidad equivaldría a cero. Por tanto, sería de esperar que subsistiera alguna «energía residual del punto cero», incluso en el cero absoluto, para mantener las partículas en movimiento y también, por así decirlo, nuestra incertidumbre. Esa energía «punto cero» es lo que no se puede eliminar, lo que basta para mantener líquido el helio incluso en el cero absoluto (véase capítulo 6).

En 1930, Einstein demostró que el principio de incertidumbre —donde se afirma la imposibilidad de reducir el error en la posición sin incrementar el error en el momento— implicaba también la imposibilidad de reducir el error en la medición de energía sin acrecentar la incertidumbre del tiempo durante el cual se toma la medida. Él creyó poder utilizar esta tesis como trampolín para refutar el principio de incertidumbre, pero Bohr procedió a demostrar que la refutación tentativa de Einstein era errónea.

A decir verdad, la versión de la incertidumbre, según Einstein, resultó ser muy útil, pues significó que en un proceso subatómico se podía violar durante breves lapsos la ley sobre conservación de energía siempre y cuando se hiciese volver todo al estado de conservación cuando concluyesen esos períodos: cuanto mayor sea la desviación de la conservación, tanto más breves serán los intervalos de tiempo tolerables. Yukawa aprovechó esta noción para elaborar su teoría de los piones (véase capítulo 7). Incluso posibilitó la elucidación de ciertos fenómenos subatómicos presuponiendo que las partículas nacían de la nada como un reto a la conservación de la energía, pero se extinguían antes del tiempo asignado a su detección, por lo cual eran sólo «partículas virtuales». Hacia fines de la década 1940-1950, tres hombres elaboraron la teoría sobre esas partículas virtuales: fueron los físicos norteamericanos Julián Schwinger y Richard Phillips Feynman y el físico japonés Sinitiro Tomonaga. Para recompensar ese trabajo, se les concedió a los tres el premio Nobel de Física en 1965.

A partir de 1976 se han producido especulaciones acerca de que el Universo comenzó con una pequeña pero muy masiva partícula virtual que se expandió con extrema rapidez y que aún sigue existiendo. Según este punto de vista, el Universo se formó de la Nada y podemos preguntarnos acerca de la posibilidad de que haya un número infinito de Universos que se formen (y llegado el momento acaben) en un volumen infinito de Nada.

El «principio de incertidumbre» afectó profundamente al pensamiento de los físicos y los filósofos. Ejerció una influencia directa sobre la cuestión filosófica de «casualidad» (es decir, la relación de causa y efecto). Pero sus implicaciones para la Ciencia no son las que se suponen por lo común. Se lee a menudo que el principio de incertidumbre anula toda certeza acerca de la naturaleza y muestra que, al fin y al cabo, la Ciencia no sabe ni sabrá nunca hacia dónde se dirige, que el conocimiento científico está a merced de los caprichos imprevisibles de un Universo donde el efecto no sigue necesariamente a la causa. Tanto si esta interpretación es válida desde el ángulo visual filosófico como si no, el principio de incertidumbre no ha conmovido la actitud del científico ante la investigación. Si, por ejemplo, no se puede predecir con certeza el comportamiento de las moléculas individuales en un gas, también es cierto que las moléculas suelen acatar ciertas leyes, y su conducta es previsible sobre una base estadística, tal como las compañías aseguradoras calculan con índices de mortalidad fiables, aunque sea imposible predecir cuándo morirá un individuo determinado.

Ciertamente, en muchas observaciones científicas, la incertidumbre es tan insignificante comparada con la escala correspondiente de medidas, que se la puede descartar para todos los propósitos prácticos. Uno puede determinar simultáneamente la posición y el movimiento de una estrella, o un planeta, o una bola de billar, e incluso un grano de arena con exactitud absolutamente satisfactoria.

Respecto a la incertidumbre entre las propias partículas subatómicas, cabe decir que no representa un obstáculo, sino una verdadera ayuda para los físicos. Se la ha empleado para esclarecer hechos sobre la radiactividad, sobre la absorción de partículas subatómicas por los núcleos, así como otros muchos acontecimientos subatómicos, con mucha más racionabilidad de lo que hubiera sido posible sin el principio de incertidumbre.

El principio de incertidumbre significa que el Universo es más complejo de lo que se suponía, pero no irracional.

Capítulo 9

LA MÁQUINA

FUEGO Y VAPOR

Hasta ahora, en este libro, me he preocupado casi por completo de la ciencia *pura,* es decir, una explicación acerca del Universo que nos rodea. Sin embargo, a través de la Historia los seres humanos han empleado las obras del Universo para aumentar su propia seguridad, comodidad y placer. Emplearon todas esas obras en un principio sin

una comprensión adecuada de las mismas pero, gradualmente, llegó a dominarlas con ayuda de cuidadosas observaciones, sentido común e incluso éxitos y fracasos. Una aplicación semejante de las obras para usos humanos es la *tecnología, y* la misma podemos decir que es anterior a la ciencia.

No obstante, una vez la ciencia comenzó a crecer se hizo posible lograr que la tecnología avanzase a una velocidad cada vez más creciente. En los tiempos modernos, la ciencia y la tecnología han crecido tan entrelazadas (la ciencia haciendo avanzar a la tecnología mientras elucidaba las leyes de la Naturaleza, y la tecnología hace adelantar a la ciencia al producir nuevos instrumentos y mecanismos para que los empleen los científicos), que ya no nos es posible separarlas.

La primitiva tecnología

Si volvemos a los principios, consideremos que, aunque la primera ley de la termodinámica declara que la energía no puede crearse de la nada, no existe ninguna ley en contra de convertir una forma de energía en otra. Toda nuestra civilización ha sido construida para descubrir nuevas fuentes de energía y domeñarlas para usos humanos de una forma cada vez más eficiente y con medios sofisticados. En realidad, el mayor descubrimiento individual en la historia humana tiene que ver con los métodos para convertir la energía química, como por ejemplo combustibles o madera, en calor y en luz.

Fue tal vez hace medio millón de años cuando nuestros antepasados homínidos «descubrieron» el fuego mucho antes de la aparición del *Homo sapiens* (el hombre moderno). No cabe duda de que encontraron —y tuvieron que huir a escape— arbustos y árboles incendiados por el rayo antes de eso. Pero el descubrimiento de las virtudes del fuego no llegó hasta que la curiosidad venció al miedo.

Debió existir un momento cuando un primitivo dado —tal vez una mujer o (más probablemente aún) un niño— debió verse atraído por los tranquilos restos ardientes de semejante fuego accidental y debió divertirse jugando con él, alimentándole con palitos y observando el bailoteo de las llamas. Indudablemente, los mayores tratarían de detener un juego tan peligroso hasta que uno de ellos, más imaginativo que la mayoría, reconoció las ventajas de dominar la llama y convertir una diversión infantil en algo que empleasen los adultos. Una llama ofrecía luz en la oscuridad y calor contra el frío. También mantenía alejados a los depredadores. Llegado el momento, la gente descubrió que el fuego ablandaba los alimentos y los hacía saber mejor. (Mataba los gérmenes y los parásitos también, pero los seres humanos prehistóricos no podían saberlo.)

Durante centenares de millares de años, los seres humanos sólo pudieron hacer uso del fuego manteniéndolo encendido de forma constante. Si accidentalmente la llama se apagaba, aquello debía ser el equivalente de un apagón eléctrico en una sociedad moderna. Otra nueva llama debía ser conseguida de otra tribu, o había que aguardar a que un rayo hiciese ese trabajo. Fue sólo en tiempos comparativamente recientes cuando los seres humanos aprendieron a prender una llama antes de que existiese ninguna, momento en que el fuego llegó a ser verdaderamente domado (fig. 9.1). Fue el *Homo sapiens* quien logró esa tarea en los tiempos prehistóricos, pero no sabemos exactamente cuándo, exactamente dónde, y tal vez no lo sabremos nunca.

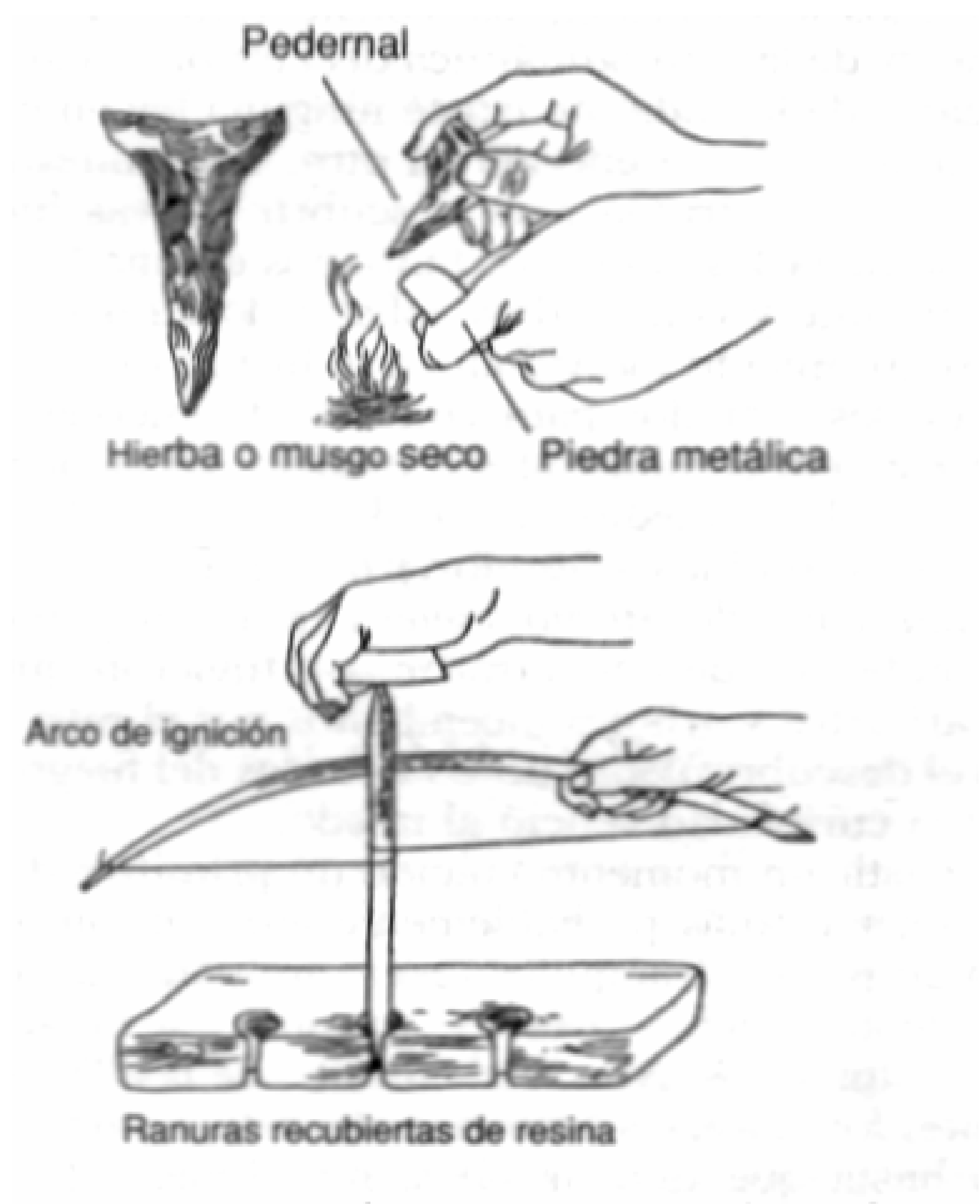


FIG. 9.1. *Métodos primitivos para hacer fuego.*

En los primeros días de la civilización, el fuego se empleó no sólo para iluminación, calor, protección y para cocinar, sino también, llegado el momento, para el aislamiento de los metales a partir de sus menas y para manejar los metales después, para la cochura de la cerámica y de los ladrillos e incluso para fabricar vidrio.

Otros importantes desarrollos fueron los heraldos del nacimiento de la civilización. Hacia el año 9000 a. de J.C., los seres humanos comenzaron a domesticar plantas y animales, comenzando las prácticas de la agricultura y de la ganadería, y de ese modo incrementaron el abastecimiento de alimentos y, respecto de los animales, encontraron una fuente directa de energía. Bueyes, asnos, camellos y hasta caballos (por no decir nada de los renos, los yaks, los búfalos de agua, las llamas y elefantes en diferentes rincones del mundo) aportaron unos músculos más potentes para llevar a cabo tareas necesarias, empleando como combustible unos alimentos demasiado burdos para que los seres humanos pudiesen comerlos.

Hacia el año 3500 a. de J.C. se inventó la rueda (posiblemente en un principio para el torno como medio de moldear la cerámica). Al cabo de algunos siglos (seguramente hacia el año 3000 a. de J.C.), las ruedas fueron situadas sobre trineos, que eran difíciles de arrastrar y que ahora podían rodar fácilmente. Las ruedas no constituyeron una fuente directa de energía, pero hicieron posible el que mucha menos energía se

gastase al vencer la fricción.

Asimismo, hacia esta época, las primitivas balsas o piraguas empezaron a emplearse para permitir que la energía del agua corriente transportase cargas. Hacia tal vez el año 2000 a. de J.C., empezaron a emplearse las velas para captar el viento, por lo que los movimientos del aire aceleraron el transporte o incluso forzaban al navio a moverse contra la fuerza de las lentas corrientes. Hacia el año 1000 a. de J.C., los fenicios con sus navios surcaron ya toda la extensión del mar Mediterráneo.

Más o menos hacia el año 50 a. de J.C., los romanos comenzaron a emplear la noria. Una rápida corriente de agua podía hacer girar una rueda que, a su vez, hacía girar otras ruedas que realizaban un trabajo: moler grano, aplastar menas, bombear agua, etc. Los molinos de viento entraron en uso en ese tiempo, unos mecanismos en que las comentes de aire, en vez de las de agua, movían la rueda. (Las corrientes rápidas de agua son raras, pero el viento se encuentra en todas partes.) En los tiempos medievales, los molinos de viento constituyeron una fuente importante de energía en Europa occidental. Fue asimismo en los tiempos medievales cuando los seres humanos comenzaron a quemar unas piedras negras llamadas *carbón* en unos hornos metalúrgicos, a emplear la energía magnética para las brújulas de los navios (que llegado el momento hicieron posible los largos viajes de exploración) y el uso de la energía química para la guerra.

El primer empleo de la energía química para la destrucción (más allá del simple empleo de flechas incendiadas) tuvo lugar hacia el año 670 d. de J.C., cuando un alquimista sirio llamado Calínico se cree que inventó el *fuego griego,* una primitiva bomba incendiaria compuesta de azufre y nafta, que se cree que tuvo el mérito de salvar a Constantinopla de su primer asedio por los musulmanes el años 673.

La pólvora llegó a Europa en el siglo XIII. Roger Bacon la describió hacia el año 1280, pero ya se la conocía en Asia desde muchos siglos atrás, y tal vez se introdujera en Europa con las invasiones mongólicas iniciadas el año 1240. Sea como mere, la artillería cual arma de fuego llegó a Europa en el siglo XIV y se supone que los cañones hicieron su primera aparición en la batalla de Crécy, el año 1346.

El más importante de los inventos medievales es el atribuido al alemán Johann Gutenberg. Hacia 1450, Gutenberg creó el primer tipo movible, y, con él, hizo de la imprenta una poderosa fuerza de comunicación y propaganda. También fabricó la tinta de imprenta, en la que el negro de humo estaba disuelto en aceite de linaza y no, como hasta entonces, en agua. Esto, junto con la sustitución del pergamino por el papel (invento —según la tradición— de un eunuco chino, Ts'ai Lun, el año 50 d. de J.C., que llegó a la Europa moderna por conducto árabe en el siglo XIII), posibilitó la producción a gran escala y distribución de libros y otro material escrito. Ninguna otra invención anterior a los tiempos modernos se adoptó tan rápidamente. Una generación después del descubrimiento se habían impreso ya 40.000 libros.

Los conocimientos documentales del género humano no estuvieron ya ocultos en las colecciones reales de manuscritos, sino que fueron accesibles en las bibliotecas para todos quienes supieran leer. Los folletos crearon y dieron expresión a la opinión pública. (La imprenta tuvo una gran participación en el éxito de la revuelta de Martín Lutero contra el Papado, que, de otra forma, hubiera sido simplemente un litigio privado). Y también ha sido la imprenta, como todos sabemos, uno de los instrumentos que han hecho de la Ciencia lo que hoy es. Esta herramienta indispensable entrañaba una vasta divulgación de ideas. Hasta entonces, la Ciencia había sido un asunto de comunicaciones personales entre unos cuantos aficionados; pero, desde aquellas fechas, un campo principalísimo de actividad que alistó cada vez más trabajadores, suscitó el ensayo crítico e inmediato de las teorías y abrió sin cesar nuevas fronteras.

La máquina de vapor

La subordinación de la energía al hombre alcanzó su momento trascendental hacia fines del siglo XVII, aunque ya se habían manifestado algunos indicios tímidos en los

tiempos antiguos. El inventor griego Herón de Alejandría construyó, durante los primeros siglos de la Era cristiana (no se puede siquiera situar su vida en un siglo concreto), cierto número de artificios movidos por la fuerza del vapor. Empleó la expansión del vapor para abrir puertas de templos, hacer girar esferas, etc. Él mundo antiguo, cuya decadencia se acentuaba ya por entonces, no pudo asimilar esos adelantos prematuros.

Quince siglos después, se ofreció la segunda oportunidad a una sociedad nueva en vías de vigorosa expansión. Fue producto de una necesidad cada vez más apremiante: bombear agua de las minas, cuya profundidad crecía sin cesar. La antigua bomba aspirante de mano (véase capítulo 5) empleó el vacío para elevar el agua; y, a medida que progresaba el siglo XVII, los hombres comprendieron mejor el inmenso poder del vacío (o, más bien, la fuerza que ejerce la presión del aire en el vacío).

Por ejemplo, en 1650, el físico alemán (alcalde de Magdeburgo) Otto von Guericke, inventó una bomba de aire accionada por la fuerza muscular. Montó dos hemisferios metálicos unidos por un conducto y empezó a extraer el aire de su interior con una bomba aplicada a la boquilla de un hemisferio. Cuando la presión del aire interior descendía, la presión atmosférica, falta de equilibrio, unía los hemisferios con fuerza siempre creciente. Por último, dos troncos de caballos tirando en direcciones opuestas no pudieron separar los hemisferios, pero cuando se daba otra vez entrada al aire, éstos se separaban por sí solos. Se efectuó ese experimento ante personajes muy importantes, incluyendo en cierta ocasión al propio emperador alemán. Causó gran sensación. Entonces, a varios inventores se les ocurrió una idea. ¿Por qué no usar el vapor en lugar de la fuerza muscular para crear el vacío? Suponiendo que se llenara un cilindro (o algún recipiente similar) con agua, y se la calentara hasta hacerla hervir, el vapor ejercería presión sobre el agua. Si se enfriara el recipiente —por ejemplo, haciendo caer agua fría en la superficie externa—, el vapor dentro del recipiente se condensaría en unas cuantas gotas y formaría un vacío virtual. Entonces se podría elevar el agua cuya extracción se pretendía (por ejemplo, el caso de la mina inundada), haciéndola pasar por una válvula a dicho recipiente vacío.

Un físico francés, Denis Papin, empleó la fuerza del vapor ya tan pronto como en 1679. Desarrolló un *digestor de vapor* en que el agua se calentaba en una vasija con una tapa fuertemente ajustada. El vapor acumulado creaba una presión que aumentaba el punto de ebullición del agua y, en su temperatura más elevada, cocinaba los alimentos de forma más rápida y mejor. La presión del vapor dentro del digestor debió dar a Papin la noción de cómo el vapor podía producir trabajo. Colocó un poco de agua en el fondo del tubo y, calentándolo, lo convirtió en vapor. Éste se expansionaba y empujaba de esta manera un pistón.

El ingeniero militar inglés Thomas Savery fue quien materializó por primera vez esa idea para aplicarla a un artificio funcional. Su «ingenio de vapor» (la palabra «ingenio» se aplicó originalmente a todo artificio mecánico) sirvió para extraer agua de minas y pozos o mover una rueda hidráulica, llamándolo él, por tal razón, *El amigo del minero.* Pero resultaba peligroso (porque la alta presión del vapor solía hacer reventar calderas o tuberías) y poco eficaz (porque se perdía el calor del vapor cada vez que se enfriaba el recipiente). Siete años después —en 1698—, Savery patentó su ingenio, y un herrero inglés llamado Thomas Newcomen construyó una máquina más perfecta que funcionaba a bajas presiones; tenía pistón y cilindros, empleándose la presión del aire para mover hacia abajo el pistón.

Tampoco fue muy eficiente el ingenio de Newcomen, y la máquina de vapor siguió siendo un artilugio secundario durante más de sesenta años, hasta que un mecánico de precisión escocés, llamado James Watt, ideó el medio de darle efectividad. Lo contrató la Universidad de Glasgow para diseñar un nuevo modelo del ingenio Newcomen, cuyo funcionamiento dejaba mucho que desear. Watt comenzó a cavilar sobre la pérdida inútil de combustible. ¿Por qué se creía necesario enfriar cada vez el recipiente de vapor? ¿Por qué no mantener siempre caliente la cámara de vapor y conducir éste hasta otra cámara condensadora mantenida a baja temperatura? Watt introdujo varias mejoras más: se aprovechó la presión de vapor para mover el pistón, se diseñó una serie de conexiones mecánicas para mantener en línea recta el

movimiento del pistón, se enlazó este movimiento alternativo con un cigüeñal que hacía girar a una rueda, y así sucesivamente. En 1782, su máquina de vapor, rindiendo con una tonelada de carbón tres veces más que la de Newcomen, quedó lista para prestar servicio como caballo universal de fuerza (fig. 9.2).

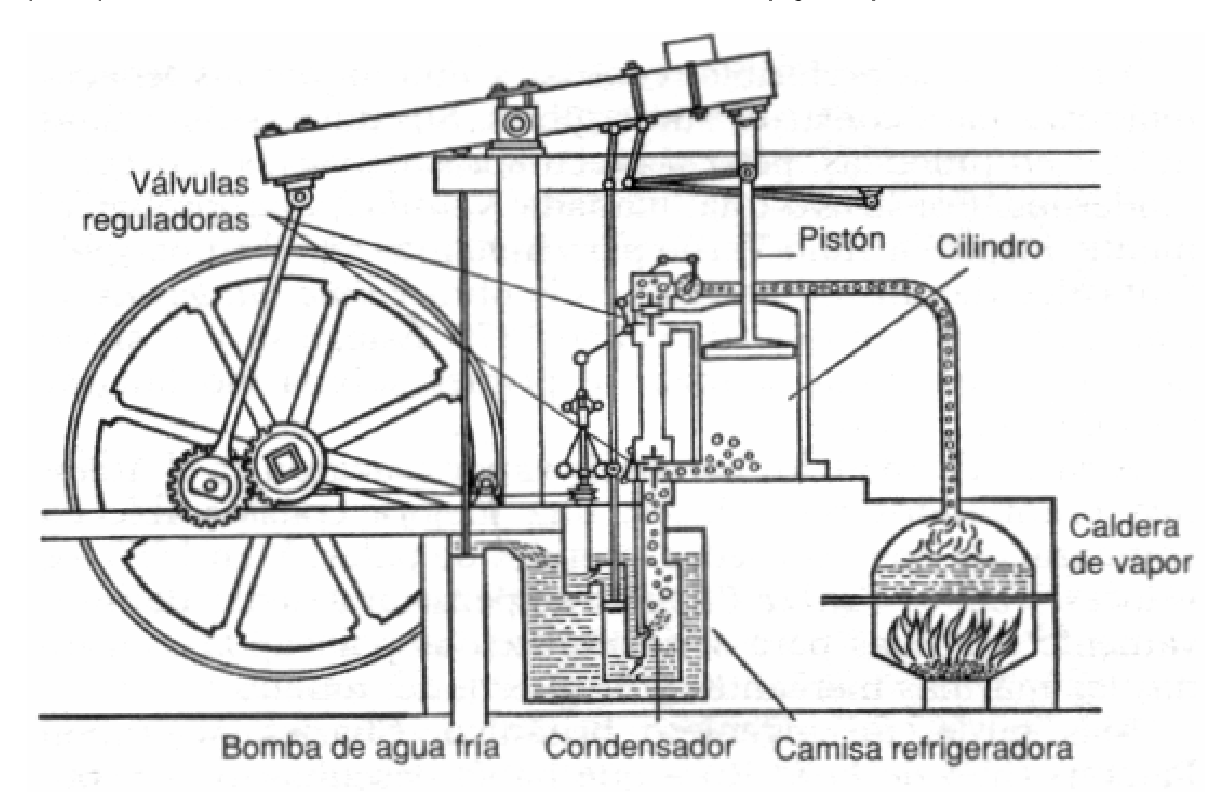


FIG. 9.2. *Máquina de vapor de Watt.*

En épocas ulteriores se acrecentó sin cesar la eficiencia de la máquina de Watt, principalmente mediante la aplicación de vapor cada vez más caliente a presiones cada vez más altas. El invento de la Termodinámica por Carnot (véase capítulo 7) se debió principalmente a la percepción de que el rendimiento máximo de cualquier máquina térmica era proporcional a la diferencia de temperatura entre el depósito caldeado (vapor en los casos ordinarios) y el frío.

Así los nuevos molinos textiles construidos no habían de localizarse en o cerca de corrientes de movimiento rápido ni requerían de cuidado animal. Podían alzarse en cualquier parte. Gran Bretaña comenzó a llevar a cabo un cambio revolucionario cuando la gente que trabajaba abandonó el campo y las industrias domésticas para establecerse en las fábricas (donde las condiciones laborales resultaron increíblemente crueles y abominables hasta que la sociedad aprendió, a desgana, que la gente no debía ser tratada de un modo peor que los animales).

El mismo cambio tuvo lugar en otros países que adoptaron el nuevo sistema de la fuerza de la máquina de vapor y la Revolución industrial (un término introducido en 1837 por el economista francés Jéróme Adolphe Blanqui).

La máquina de vapor revolucionó también totalmente el transporte.

En 1787, el inventor estadounidense John Fitch construyó el primer vapor funcional, pero su aventura fue un fracaso financiero, y Fitch murió olvidado sin conocer el merecido crédito. Robert Fulton, un promotor más capacitado que él, botó en 1807 su barco de vapor, el *Clermont,* con tanto alarde y publicidad, que se le consideró el inventor del barco de vapor aunque, realmente, fuera el constructor de esa primera nave tanto como Watt pudiera haberlo sido de la primera máquina de vapor.

Tal vez sería preferible recordar a Fulton por sus tenaces tentativas para construir sumergibles. Sus naves submarinas no fueron prácticas, pero sí precursoras de varios proyectos modernos. Construyó una, llamada *Nauíilus,* que, probablemente, inspiró a

Julio Verne para imaginar aquel sumergible fantástico del mismo nombre en la obra *Veinte mil leguas de viaje submarino,* publicada el año 1870. Éste, a su vez, sirvió de inspiración para bautizar al primer submarino nuclear (véase capítulo 10).

A partir de 1830, los barcos de vapor cruzaron ya el Atlántico propulsados por hélices, una mejora considerable en comparación con las ruedas laterales de palas. Y en 1850 los veloces y bellos *Yankee Clippers* empezaron a arriar definitivamente sus velas para ser remplazados por vapores en todas las marinas mercantes y de guerra del mundo.

Más tarde, un ingeniero británico, Charles Algernoon Parsons (hijo de Lord Rose que había descubierto la nebulosa del Cangrejo) ideó una mejora importante de la máquina de vapor en conexión con los buques. En vez de que el vapor hiciese funcionar un pistón que, a su vez, movía una rueda, Parsons pensó en la eliminación del «intermediario», y logró una corriente de vapor dirigida directamente contra las paletas de la rueda. De este modo la rueda podría resistir más calor y mayores velocidades. En realidad, en 1884, había creado la primera *turbina de vapor* práctica.

En 1897, en el Jubileo de Diamantes de la reina Victoria, la armada británica estaba realizando una parada de sus buques de guerra movidos por vapor, cuando el barco de Parsons movido por sus turbinas, el *Turbinia,* pasó ante ellos, silenciosamente, a una velocidad de 35 nudos. En la armada británica nadie se había percatado de ello, pero fue el mejor truco publicitario que cupiese imaginar. No pasó mucho tiempo antes de que tanto los barcos mercantes como los de guerra fuesen movidos por la presión de las turbinas.

Mientras tanto, la máquina de vapor empezaba a dominar el transporte terrestre. En 1814, el inventor inglés George Stephenson —quien debió mucho a los trabajos precedentes de un ingeniero inglés, Richard Trevithick— construyó la primera locomotora funcional de vapor. El movimiento alternativo de los pistones movidos a vapor pudo hacer girar las ruedas metálicas sobre los rieles tal como había hecho girar antes las ruedas de palas en el agua. Y, allá por 1830, el fabricante americano Peter Cooper construyó la primera locomotora comercial de vapor en el hemisferio occidental.

Por primera vez en la Historia, los viajes terrestres estuvieron al mismo nivel que los marítimos, y el comercio tierra adentro pudo competir con el tráfico marítimo. En 1840, la vía férrea alcanzó el río Mississippi, y en 1869, la superficie entera de Estados Unidos quedó cubierta por una red ferroviaria.

ELECTRICIDAD

Si consideramos la naturaleza de las cosas, la máquina de vapor es aplicable sólo a la producción de fuerza en gran escala y continua. No puede proporcionar eficazmente pequeños impulsos de energía, ni obedecer, con carácter intermitente, al hecho de presionar un botón: sería absurdo una «minúscula» máquina de vapor cuyo fuego se encendiera y apagara a voluntad. Pero la misma generación que presenciara el desarrollo de esa máquina, asistió también al descubrimiento de un medio para convertir la energía en la forma que acabamos de mencionar: una reserva permanente de energía, dispuesta para su entrega inmediata en cualquier lugar, y en cantidades pequeñas o grandes, oprimiendo un botón. Como es natural, dicha forma es la electricidad.

Electricidad estática

El filósofo griego Tales de Mileto (h. 600 a. de J.C.) observó que una resina fósil descubierta en las playas del Báltico, a la cual nosotros llamamos ámbar y ellos denominaban *elektron,* tenía la propiedad de atraer plumas, hilos o pelusa cuando se la frotaba con un trozo de piel. El inglés William Gilbert, investigador del magnetismo (véase capítulo 5) fue quien sugirió que se denominara «electricidad» a esa fuerza, nombre que recordaba la palabra griega *elektron.* Gilbert descubrió que, además del ámbar, otras materias, tales como el cristal, adquirían propiedades eléctricas con el frotamiento.

En 1733, el químico francés Charles-Francis de Cisternay du Fay descubrió que cuando se magnetizaban, mediante el frotamiento, dos varillas de ámbar o cristal, ambas se repelían. Y, sin embargo, una varilla de vidrio atraía a otra de ámbar igualmente electrificada. Y, si se las hacía entrar en contacto, ambas perdían su carga eléctrica. Entonces descubrío que ello evidenciaba la existencia de dos electricidades distintas: «vitrea» y «resinosa».

El erudito americano Benjamín Franklin, a quien le interesaba profundamente la electricidad, adujo que se trataba de un solo fluido. Cuando se frotaba el vidrio, la electricidad fluía hacia su interior «cargándolo positivamente»; por otra parte, cuando se frotaba el ámbar, la electricidad escapaba de él, dejándolo «cargado negativamente». Y cuando una varilla negativa establecía contacto con otra positiva, el fluido eléctrico pasaba de la positiva a la negativa hasta establecer un equilibrio neutral.

Aquello fue una deducción especulativa notablemente aguda. Si sustituimos el «fluido» de Franklin por la palabra electrón e invertimos la dirección del flujo (en realidad, los electrones fluyen del ámbar al vidrio), esa conjetura es correcta en lo esencial.

El inventor francés Jean-Théophile Desaguliers propuso, en 1740, que se llamara «conductores» a las sustancias a cuyo través circulaba libremente el fluido eléctrico (por ejemplo, los metales), y «aislantes», a aquellas a cuyo través no podían moverse libremente (por ejemplo, el vidrio y el ámbar).

Los experimentadores observaron que se podía acumular gradualmente una gran carga eléctrica en un conductor si se le aislaba con vidrio o una capa de aire para evitar la pérdida de electricidad. El artificio más espectacular de esta clase fue la «botella de Leiden». La ideó, en 1745, el profesor alemán E. Georg von Kleist, pero se le dio aplicación por primera vez en la Universidad de Leiden (Holanda), donde la construyó más tarde, independientemente, el profesor neerlandés Peter van Musschenbroek. La botella de Leiden es una muestra de lo que se llama hoy día «condensador», es decir, dos superficies conductoras separadas por una capa aislante de poco grosor, y en cuyo interior se puede almacenar cierta cantidad de carga eléctrica.

En el caso de la botella de Leiden, la carga se forma en el revestimiento de estaño alrededor del frasco, por conducto de una varilla metálica (latón), que penetra en el frasco atravesando un tapón. Cuando se toca esta botella cargada se recibe un electroshock. La botella de Leiden puede producir también una chispa. Naturalmente, cuanto mayor sea la carga de un cuerpo, tanto mayor será su tendencia a escapar. La fuerza que conduce a los electrones desde el área de máxima concentración («polo negativo») hacia el área de máxima deficiencia («polo positivo») se llama «fuerza electromotriz» (f.e.m.) o «potencial eléctrico». Si el potencial eléctrico se eleva lo suficiente, los electrones franquearán incluso el vacío aislador entre los polos negativo y positivo. Entonces cruzan el aire produciendo una chispa brillante acompañada de crepitación. El chisporroteo lo produce la radiación resultante de las colisiones entre innumerables electrones y moléculas del aire; el ruido lo origina la expansión del aire al caldearse rápidamente, seguida por la irrupción de aire más fresco en el momentáneo vacío parcial.

Naturalmente, muchos se preguntaron si el rayo y el trueno no serían un fenómeno similar —aunque de grandes proporciones— al pequeño espectáculo representado por la botella de Leiden. Un erudito británico, William Wall, lo sugirió así en 1708. Esta sugerencia fue un acicate suficiente para suscitar el famoso experimento de Benjamín Franklin en 1752. El cometa que lanzó en medio de una borrasca llevaba un alambre puntiagudo, al cual se unió un hilo de seda para conducir hacia abajo la electricidad de las nubes tormentosas. Cuando Franklin acercó la mano a una llave metálica unida al hilo de seda, esta soltó chispas. Franklin la cargó otra vez en las nubes, y luego la empleó para cargar las botellas de Leiden, consiguiendo así una carga idéntica a la obtenida por otros procedimientos. De esta manera, Franklin demostró que las nubes tormentosas estaban cargadas de electricidad, y que tanto el trueno como el rayo eran los efectos de una botella de Leiden celeste en la cual las nubes actuaban como un polo, y la tierra, como otro (fig. 9.3).

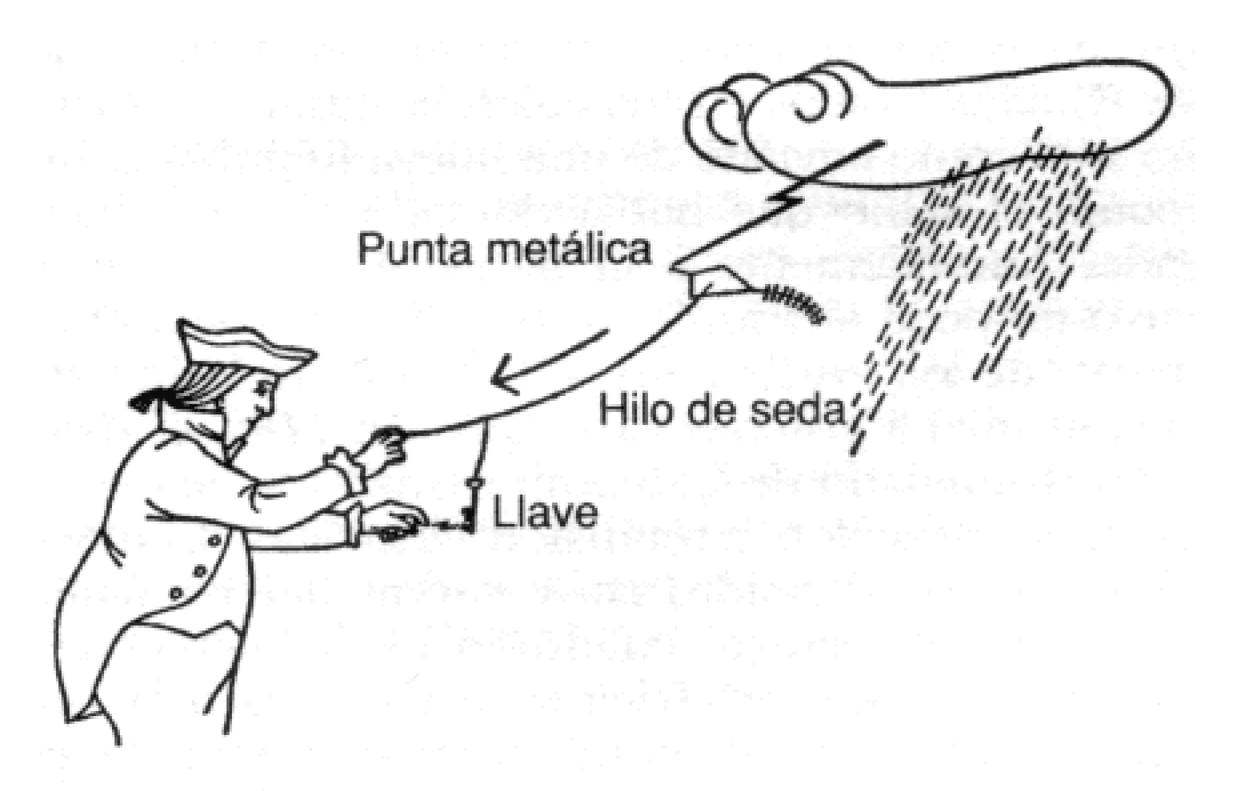


FIG. 9.3. *Experimento de Franklin.*

Lo más afortunado de este experimento —según la opinión del propio Franklin— fue que él sobrevivió *a* la prueba. Otros que también lo intentaron, resultaron muertos, pues la carga inducida en el alambre puntiagudo del cometa se acumuló hasta el punto de transmitir una descarga de alto voltaje al cuerpo del individuo que sujetaba la cometa.

Franklin completó en seguida esta investigación teórica con una aplicación práctica. Ideó el «pararrayos», que fue simplemente una barra de hierro situada sobre el punto más alto de una edificación y conectada con alambre a tierra; su puntiagudo extremo canalizaba las cargas eléctricas de las nubes, según demostró experimentalmente Franklin, y cuando golpeaba el rayo, la carga se deslizaba hasta el suelo sin causar daño.

Los estragos ocasionados por el rayo disminuyeron drásticamente tan pronto como esas barras se alzaron sobre los edificios de toda Europa y las colonias americanas... No fue un flaco servicio. Sin embargo, hoy siguen llegando a la tierra dos mil millones de rayos por año, matando a veinte personas y causando ochenta heridos cada día (según rezan las estadísticas).

El experimento de Franklin tuvo dos efectos electrizantes (pido perdón por el retruécano). En primer lugar, el mundo se interesó súbitamente por la electricidad. Por otra parte, las colonias americanas empezaron a contar en el aspecto cultural. Por primera vez, un americano evidenció la suficiente capacidad científica como para impresionar a los cultos europeos del enciclopedismo. Veinticinco años después, cuando, en busca de ayuda, Franklin representó a los incipientes Estados Unidos en Versalles, se ganó el respeto de todos, no sólo como enviado de una nueva República, sino también como el sabio que había domado el rayo, haciéndolo descender humildemente a la tierra. Aquel cometa volador coadyuvó no poco al triunfo de la Independencia americana.

A partir de los experimentos de Franklin, la investigación eléctrica avanzó a grandes zancadas. En 1785, el físico francés Charles-Augustin de Coulomb realizó mediciones cuantitativas de la atracción y repulsión eléctricas. Demostró que esa atracción (o repulsión) entre cargas determinadas varía en proporción inversa al cuadrado de la distancia. En tal aspecto, la atracción eléctrica se asemejaba a la atracción gravitatoria. Para conmemorar permanentemente este hallazgo, se adoptó la palabra

«coulomb», o culombio, para designar una unidad práctica de cantidad de electricidad.

Poco después, el estudio de la electricidad tomó un giro nuevo, sorprendente y muy fructífero. Hasta ahora sólo hemos examinado, naturalmente, la «electricidad estática». Ésta se refiere a una carga eléctrica que se almacena en un objeto y permanece allí. El descubrimiento de la carga eléctrica móvil, de las corrientes eléctricas o la «electricidad dinámica» empezó con el anatomista italiano Luigi Galvani. En 1791, éste descubrió por casualidad, cuando hacía la disección de una rana, que las ancas se contraían si se las tocaba simultáneamente con dos metales diferentes (de aquí el verbo «galvanizar»).

Los músculos se contraían como si los hubiera estimulado una chispa eléctrica de la botella de Leiden y, por tanto, Galvani conjeturó que esos músculos contenían algo de lo que él llamaba «electricidad animal». Otros, sin embargo, sospecharon que el origen de esa carga eléctrica podría estribar en el encuentro entre dos metales más bien que en el músculo. Hacia 1800, el físico italiano Alessandro Volta estudió las combinaciones de metales desemejantes, no conectados por tejidos musculares, sino por simples soluciones.

Comenzó usando cadenas de metales desemejantes enlazándolas mediante cuencos llenos a medias de agua salada. Para evitar el excesivo derramamiento de líquido, preparó pequeños discos de cobre y cinc; apilándolos alternativamente; también empleó discos de cartón humedecidos con agua salada, de modo que su «pila voltaica» estuvo integrada por placas consecutivas de plata, cartón y cinc. Así, pues, de ese dispositivo se pudo extraer continuamente corriente eléctrica.

Cabe denominar batería cualquier serie de metales similares repetidos indefinidamente. El instrumento de Volta fue la primera «batería eléctrica». Los científicos requerirían todavía un siglo para comprender por qué entrañan transferencia de electrones las reacciones químicas, y aprender a interpretar las corrientes eléctricas en términos de cambio y flujos electrónicos. Entretanto, siguieron haciendo uso de la corriente sin entender sus peculiaridades (fig. 9.4).

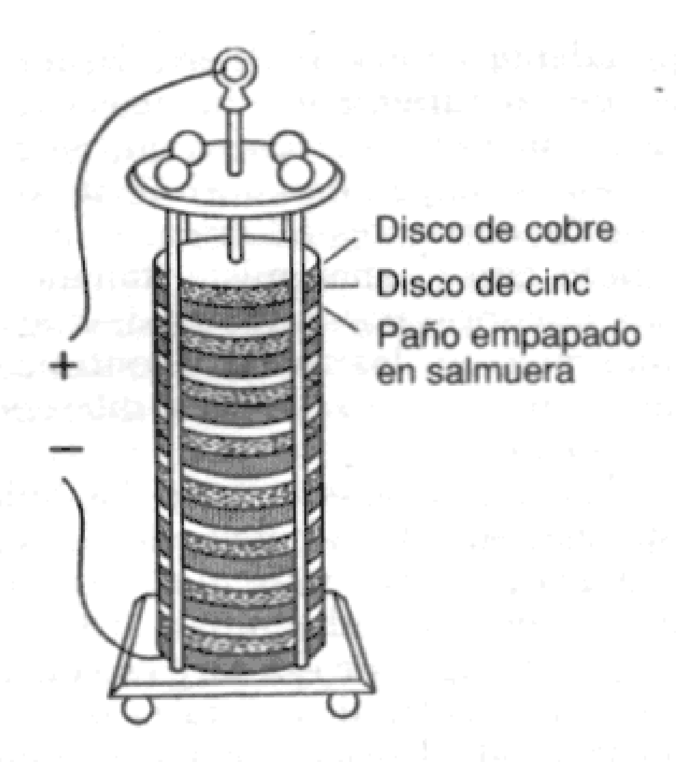


FIG. 9.4. *Pila de Volta. Los dos metales diferentes en contacto originan un flujo de electrones que se trasladan de una celda a la siguiente por conducto de un paño empapado en salmuera. La conocida «pila seca» de nuestros días, integrada por carbón y cinc, fue una idea de Bunsen (famoso por el espectroscopio) en 1841.*

Humphry Davy utilizó una corriente eléctrica para separar los átomos de moléculas muy compactas y, entre 1807 y 1808, logró por vez primera preparar metales como sodio, potasio, magnesio, calcio, estroncio y bario. Faraday (ayudante y protegido de Davy) procedió a establecer las reglas generales de esa «electrólisis» concebida para la descomposición molecular, y que, medio siglo después, orientaría a Arrhenio en el razonamiento de su hipótesis sobre la disociación iónica (véase capítulo 5).

Los numerosos empleos dados a la electricidad dinámica desde que Volta ideara su batería hace ya siglo y medio, relegaron la electricidad estática a la categoría de mera curiosidad histórica. Sin embargo, el conocimiento y la inventiva no pueden ser nunca estáticos. En 1960, el inventor estadounidense Chester Carlson perfeccionó un aparato que hacía copias utilizando el negro humo en seco, el cual pasa al papel mediante una acción electrostática. Tal sistema de efectuar copias sin soluciones ni sustancias húmedas se llama xerografía (tomado de las voces griegas que significan «escritura seca»), y ha revolucionado los sistemas de copia en las oficinas.

Los nombres de las unidades empleadas para medir los diversos tipos de electricidad han inmortalizado los nombres de los primeros investigadores. Ya he mencionado el coulomb como unidad de cantidad de electricidad. Otra unidad de cantidad es el «faraday» que equivale a 96.500 culombios. El nombre de Faraday se emplea por segunda vez para designar el «farad» (o faradio), una unidad de capacidad eléctrica. Por otra parte, la unidad de intensidad eléctrica (cantidad de corriente eléctrica que pasa a través de un circuito en un momento dado) se llama «ampére» (o amperio), para perpetuar el nombre del físico francés Ampére (véase capítulo 5). Un amperio es igual a 1 culombio/seg. La unidad de fuerza electromotriz (f.e.m., la fuerza que impulsa la corriente) es el «volt» (o voltio), en recuerdo de Volta.

La fuerza electromotriz no consiguió siempre impulsar la misma cantidad de electricidad a lo largo de diferentes circuitos. Solía impulsar grandes cantidades de corriente por los buenos conductores, pequeñas cantidades por los malos conductores, y prácticamente ninguna corriente cuando los materiales no eran conductores. En 1827, el matemático alemán Georg Simón Ohm estudió esa resistencia al flujo eléctrico y demostró que se relacionaba directamente con los amperios de la corriente impulsada en un circuito por la conocida fuerza electromotriz. Se podría determinar esa resistencia estableciendo la relación entre voltios y amperios. Ésta es la «ley de Ohm», y la unidad de resistencia eléctrica es el «ohm» (u ohmio), cuyo valor equivale a 1 voltio dividido por un amperio.

Generación de electricidad

La conversión de energía química en electricidad, como ocurrió con la pila de Volta y las numerosas variedades de sus descendientes, ha resultado siempre relativamente costosa porque los productos químicos requeridos no son corrientes ni baratos. Por tal razón, y aunque la electricidad se pudo emplear provechosamente en el laboratorio durante los primeros años del siglo XVI, no tuvo aplicación industrial a gran escala.

Se hicieron tentativas esporádicas para transformar en fuente de electricidad las reacciones químicas producidas por la combustión de elementos corrientes. Ciertos combustibles como el hidrógeno (o, mejor aún, el carbón) resultaban mucho más baratos que metales cual el cobre y el cinc. Hace ya mucho tiempo, en 1839, el científico inglés William Grove concibió una célula eléctrica basada en la combinación de oxígeno e hidrógeno. Fue un ensayo interesante, pero poco práctico. En años más recientes, los físicos se han esforzado en preparar variedades funcionales de tales «células combustibles». La teoría está bien definida; sólo falta abordar los «intríngulis» de la ingeniería práctica.

Cuando, en la segunda mitad del siglo xix, se impuso el empleo a gran escala de la electricidad, no fue por medio de la célula eléctrica. En tiempos tan distantes como la década de los 1830, Faraday había producido electricidad mediante el movimiento mecánico de un conductor entre las líneas de fuerza de un imán (fig. 9.5; véase también capítulo 5). En semejante «generador eléctrico» o «dínamo» (del griego *dynamis,* «fuerza») se podía transformar la energía cinética del movimiento en

electricidad. Para mover la maquinaria, en 1844 se empleaban grandes versiones rudimentarias de ese generador.

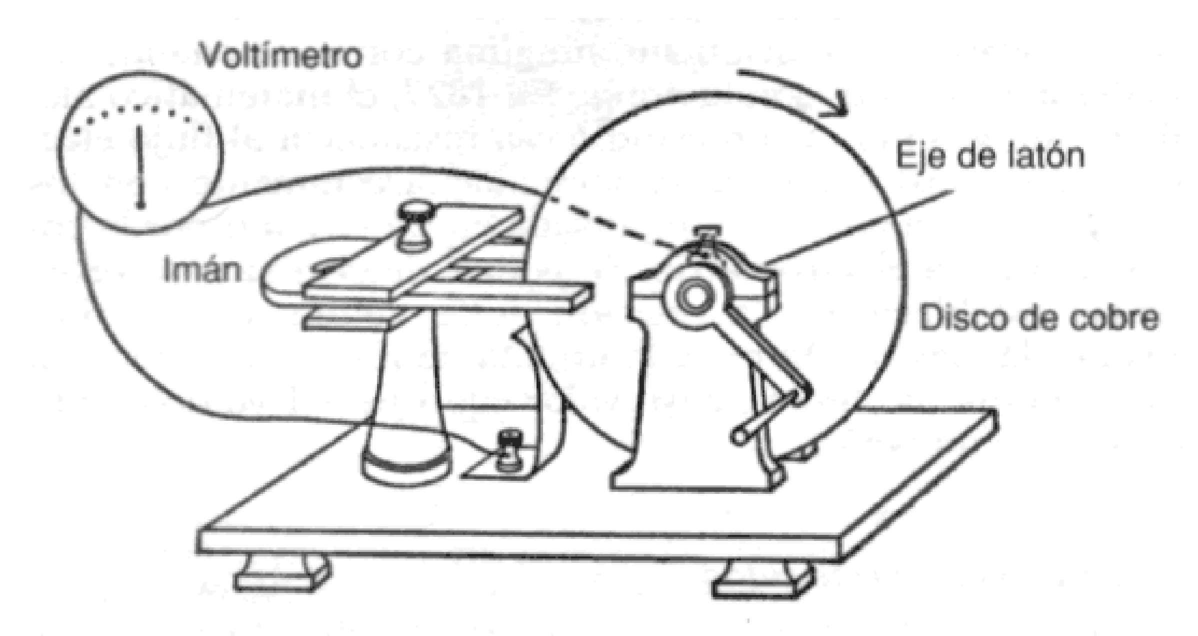


FIG. 9.5. *La «dínamo» de Faraday. El disco giratorio de cobre corta las líneas de fuerza del imán induciendo una corriente en el voltímetro.*

Lo que se necesitaba era un imán más potente todavía para que el movimiento por las intensificadas líneas de fuerza produjera mayor flujo eléctrico. Y se obtuvo ese potente imán mediante el uso de corrientes eléctricas. En 1823, el experimentador electrotécnico inglés William Sturgeon arrolló dieciocho veces un alambre de cobre puro alrededor de una barra férrea en forma de U y produjo la primera «electromagneto». Cuando circulaba la corriente, el campo magnético resultante se concentraba en la barra de hierro, y entonces ésta podía levantar un peso veinte veces superior al suyo. Si se interrumpía la corriente, dejaba de ser un imán y no levantaba nada.

En 1829, el físico americano Joseph Henry perfecciono considerablemente ese artefacto usando alambre aislante. Con este material aislador resultaba posible arrollarlo en apretadas espiras sin temor de cortocircuitos. Cada espira acrecentaba la intensidad del campo magnético y el poder de electroimán. Hacia 1831, Henry construyó una electromagneto, no demasiado grande, pero capaz de levantar una tonelada de hierro.

Evidentemente, aquella electromagneto fue la respuesta justa a la búsqueda de mejores generadores eléctricos. En 1845, el físico inglés Charles Wheatstone empleó una electromagneto con el mismo propósito. La teoría respaldada por las líneas de fuerza resultó más comprensible durante la década de 1860-1870, gracias a la interpretación matemática del trabajo de Faraday por Maxwell (véase capítulo 5) y, en 1872, el ingeniero electrotécnico alemán Friedrich von Hefner-Alteneck diseñó el primer generador realmente eficaz. Por fin se pudo producir electricidad barata a raudales, y no sólo quemando combustibles, sino también con los saltos de agua.

Primeras aplicaciones de la electricidad a la tecnología

Los trabajos conducentes al empleo inicial de la electricidad en el campo tecnológico implicaron grandes merecimientos, cuya mayor parte debería corresponder a Joseph Henry. El invento del telégrafo fue la primera aplicación práctica de la electricidad, y su creador fue Henry. Éste ideó un sistema de relés que permitió transmitir la corriente eléctrica por muchos kilómetros de alambre. La potencia de una corriente decrece a ritmo bastante rápido cuando esa corriente recorre largos trechos de alambre resistente; lo que hizo Henry con sus relés fue aprovechar la señal de extinción para activar una pequeña electromagneto, cuya acción se comunicaba a un conmutador que

desencadenaba nuevos impulsos en centrales eléctricas separadas entre sí con intervalos apropiados. Así, pues, se podía enviar a puntos muy distantes un mensaje consistente en impulsos eléctricos codificados. Verdaderamente, Henry concibió un telégrafo funcional.

Pero como Henry era un hombre idealista y creía que se debía compartir los conocimientos con todo el mundo, no quiso patentar su descubrimiento y, por tanto, no se llevó el crédito del invento. Ese crédito correspondió al artista (y excéntrico fanático religioso) Samuel Finley Bréese Morse. Con ayuda de Henry, ofrecida sin reservas (pero reconocida a regañadientes por el beneficiario), construyó el primer telégrafo práctico en 1844. Su principal aportación al telégrafo fue el sistema de puntos y rayas conocido en la actualidad como «código Morse».

La creación más importante de Henry en el campo de la electricidad fue el motor eléctrico. Demostró que se podía utilizar la corriente eléctrica para hacer girar una rueda, del mismo modo que el giro de una rueda podía generar corriente. Y una rueda (o motor) movida por la electricidad podía servir para activar la maquinaria. El motor era fácilmente transportable; resultaba posible hacerlo funcionar en un momento dado (sin necesidad de esperar a que se almacenase el vapor), y su tamaño podía ser tan reducido como se deseara (fig. 9.6).

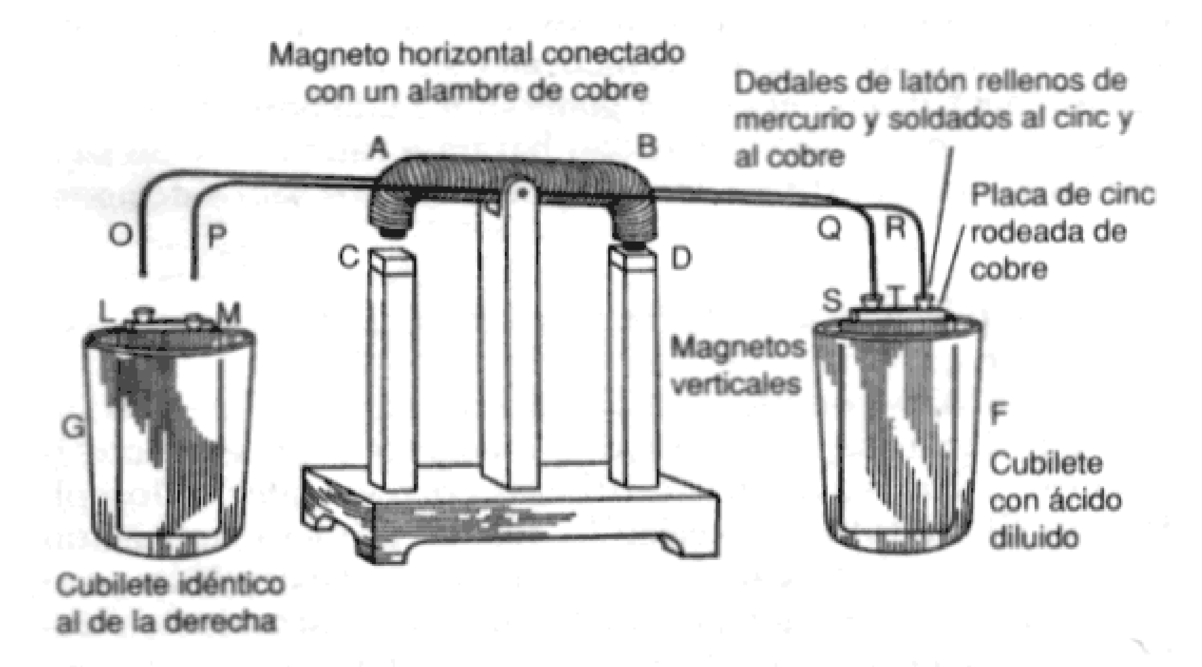


FIG. 9.6. *Motor de Henry. La magneto vertical D atrae a la magneto B, rodeada de alambre, empujando las largas sondas metálicas Q y R hacia los dedales de latón S y T que actúan como terminales para la celda húmeda F. La corriente fluye por el interior de la magneto horizontal, produciendo un campo electromagnético que une a A y C. Entonces se repite todo el proceso en el lado opuesto. Así, pues, la barra horizontal oscila arriba y abajo.*

El único problema consistía en transportar la electricidad desde la central generadora hasta el lugar donde estaba emplazado el motor. Fue preciso idear algún medio para evitar la pérdida de energía eléctrica (en forma de calor disipado) durante el recorrido por los alambres.

Una respuesta aceptable fue el «transformador». Quienes experimentaban con corrientes descubrieron que la electricidad sufría muchas menos pérdidas cuando fluía a un ritmo lento. Así, pues, se elevó el rendimiento del generador a un alto voltaje mediante un transformador que, al multiplicar el voltaje, digamos por tres, redujo la corriente (el ritmo del flujo) a una tercera parte. En la estación receptora se podría elevar otra vez la corriente para su aplicación a los motores.

El transformador trabaja aprovechando la corriente «primaria» para inducir una corriente de alto voltaje en una bobina secundaria. Esta inducción requiere que se produzcan variaciones en el campo magnético a través de la bobina secundaria. Puesto que una corriente continua no puede hacerlo, la corriente que se emplea es de tipo variable, alcanza una tensión máxima, para descender luego hasta cero y cobrar nueva intensidad en dirección contraria, o, dicho de otra forma, «una corriente alterna».

La corriente alterna (c.a.) no se sobrepuso a la corriente continua (c.c.) sin una dura pugna. Thomas Alva Edison, el nombre más glorioso de la electricidad en las últimas décadas del siglo XIX, abogó por la c.c. y estableció la primera central generadora de c.c. en Nueva York, el año 1882, para producir la luz eléctrica que había inventado. Se opuso a la c.a. alegando que era más peligrosa (recurrió, entre otros ejemplos, a su empleo en la silla eléctrica). Le presentó batalla Nikola Telsa, un ingeniero croata que había salido malparado cuando colaboraba con Edison. Telsa ideó un sistema fructífero de c.a. en 1888. Y allá por 1893, George Westinghouse, asimismo un convencido de la c.a., ganó una victoria crucial sobre Edison obteniendo para su compañía eléctrica el contrato para construir la central eléctrica del Niágara, utilizando c.a. En décadas subsiguientes, Steinmetz asentó la teoría de las corrientes alternas sobre firmes fundamentos matemáticos. Hoy día, la c.a. es poco menos que universal en los sistemas de distribución de energía eléctrica (En 1966, ingenieros de la «General Electric» crearon un transformador de c.c. —antes considerado como imposible—, pero que supone temperaturas de helio líquido y una escasa eficiencia. Teóricamente es fascinante, pero su uso comercial es aún improbable.)

TECNOLOGÍA ELÉCTRICA

La máquina de vapor es un «mecanismo motriz primario». Toma energía ya existente en la Naturaleza (la energía química de la madera, el petróleo o el carbón), para transformarla en trabajo. El motor eléctrico no lo es; convierte la electricidad en trabajo, pero la electricidad debe formarse por sí misma aprovechando la energía del combustible o el salto de agua. No obstante, se la puede emplear con idéntico fin. En la Exposición de Berlín celebrada el año 1879, una locomotora eléctrica (que utilizaba un tercer raíl como alimentador de corriente) movió fácilmente un tren de vagones. Los ferrocarriles electrificados son corrientes hoy día, en especial para el transporte rápido dentro de zonas urbanas, pues la limpieza y suavidad del sistema compensa sobradamente el gasto adicional.

El teléfono

Sin embargo, la electricidad se revela en toda su magnitud al desempeñar tareas imposibles de realizar por el vapor. Consideremos, por ejemplo, el teléfono, patentado en 1876 por el inventor de origen escocés Alexander Graham Bell. En el micrófono del teléfono, las ondas sonoras emitidas por el locutor chocan contra un sutil diafragma de acero y lo hacen vibrar con arreglo al esquema de las ondas. Las vibraciones del diafragma establecen, a su vez, un esquema análogo en la corriente eléctrica por medio de granulos de carbón. Cuando el diafragma presiona sobre dichos granulos, conduce más corriente; y menos, cuando se aparta el diafragma. Así, pues, la corriente eléctrica aumenta o disminuye de acuerdo con las ondas sonoras. En el teléfono receptor, las fluctuaciones de la corriente actúan sobre un electroimán, que hace vibrar el diafragma, con la consiguiente reproducción de las ondas sonoras.

Al principio, el teléfono era una cosa burda y apenas funcionaba, pero incluso así constituyó la estrella de la «Exposición del Centenario», que tuvo lugar en Filadelfia, en 1876, para celebrar el centesimo aniversario de la Declaración de Independencia de Estados Unidos. Un visitante, el emperador brasileño Pedro II, lo probó y soltó asombrado el instrumento. Su comentario fue: «¡Pero si habla!», que dio lugar a grandes titulares en los periódicos. Otro visitante, Kelvin, quedó igualmente impresionado, mientras que el gran Maxwell permaneció atónito ante que algo tan sencillo pudiese llegar a reproducir la voz humana. En 1877, la reina Victoria adquirió un teléfono y el éxito quedó ya asegurado.

También en 1877, Edison ideó una mejora esencial. Construyó un micrófono que

contenía carbón en polvo no muy compacto. Cuando el diafragma se oprimía contra el carbón en polvo, el polvo conducía más corriente; cuando se separaba, el polvo conducía menos. De esta forma, las ondas sonoras de la voz eran traducidas por el micrófono en impulsos eléctricos variables con gran fidelidad, y la voz que se oía en el auricular quedaba reproducida con mejorada calidad.

Los mensajes telefónicos no podían llevarse muy lejos sin una inversión ruinosa en fuertes (y por lo tanto de baja resistencia) cables de cobre. En el cambio de siglo, el físico yugoslavonorteamericano Michael Idvorsky Pupin desarrolló un método de cargar un delgado hilo de cobre con bobinas de inductancia a ciertos intervalos. De esta forma se reforzaban las señales y era posible trasladarlas a grandes distancias. La «Bell Telephone Company» compró el mecanismo en 1901 y, hacia 1915, la telefonía a larga distancia comenzó de hecho cuando entró en funcionamiento la línea entre la ciudad de Nueva York y San Francisco.

La telefonista se convirtió en una inevitable y creciente parte de la vida durante medio siglo (invariablemente quienes manejaban los teléfonos fueron mujeres), hasta que empezó a disminuir con los principios del teléfono de dial en 1921. La automatización continuó su avance hasta 1983, cuando centenares de millares de empleados telefónicos se declararon en huelga durante un par de semanas, mientras el servicio telefónico continuaba sin interrupción. Los actuales rayos de radio y los satélites de comunicación han añadido más cosas a la versatilidad del teléfono.

Grabación de los sonidos

Allá por 1877, un año después de inventarse el teléfono, Edison patentó su «fonógrafo». En las primeras grabaciones se marcó el surco sobre papel de estaño, que servía como envoltura de un cilindro rotatorio. En 1885, el inventor americano Charles Sumner Tainter lo sustituyó por cilindros de cera; más tarde, en 1887, Emile Berliner impuso los discos revestidos de cera. En 1925 se empezó a hacer grabaciones por medio de electricidad, empleando un «micrófono» que transformaba el sonido en corriente eléctrica mimética por medio de un cristal piezoeléctrico que sustituyó el diafragma metálico; este cristal favoreció la reproducción del sonido y mejoró su calidad. En la década de 1930, el físico hungaroamericano Peter Goldmark desarrolló el *disco de larga duración,* que giraba a 33,5 vueltas por minuto en vez de a las 78 r.p.m. de hasta entonces. Un disco LP (larga duración) sencillo podía contener seis veces más música que uno de la antigua clase, y eso hizo posible escuchar sinfonías sin la necesidad repetida de darles la vuelta a los discos y cambiarlos.

La electrónica hizo posible la *alta fidelidad (hi-fi)* y el *sonido estereofónico,* que tuvo el efecto, en cuanto se refería al mismo sonido, de eliminar prácticamente todas las barreras mecánicas entre la orquesta o cantante y el oyente.

La «grabación magnetofónica» del sonido fue un invento llevado a cabo en 1898 por el ingeniero electrotécnico danés Valdemar Poulsen, pero hubo que introducir en el invento varias mejoras técnicas para que éste tuviera aplicación práctica. Una electromagneto, que responde a una corriente eléctrica portadora del esquema sonoro, magnetiza una fina capa de polvo metálico sobre una cinta o alambre que circula a través de ella; luego se invierte el sentido de la marcha mediante un electroimán, que recoge la huella magnética para traducirla de nuevo en la corriente que reproducirá el sonido.

La luz artificial antes de la electricidad

Entre todos los milagros de la electricidad, el más popular es, sin duda, la transformación de la noche en día. El género humano se ha defendido con hogueras, antorchas y velas contra el diario e inquietante oscurecimiento del Sol; durante milenios, la luz artificial fue mediocre y oscilante.

El siglo XIX introdujo algunos avances en esos métodos de iluminación de las viejas épocas. El aceite de ballena y luego el queroseno comenzaron a emplearse en las lámparas de aceite, con mayor brillo y eficiencia. El químico austríaco Karl Auer, barón

de Welsbach, descubrió que si un cilindro de tejido, impregnado con compuestos de torio y cerio, se colocaba alrededor de la llama de una lámpara, brillaría con mayor blancura. Esto fue el *manguito Welsbach,* patentado en 1885 y que aumentó notablemente el brillo de las lámparas de petróleo.

A principios de siglo, la iluminación por gas fue introducida por el inventor escocés William Murdock. Hizo salir gas de carbón en chorro, para que se encendiese al salir. En 1802, celebró una paz temporal con Napoleón instalando un espectacular despliegue de luces de gas y, en 1803, de forma rutinaria instaló en las principales fábricas dicha iluminación. En 1807, algunas calles de Londres comenzaron a tener luz de gas, y la costumbre se extendió. A medida que avanzaba el siglo, las grandes ciudades fueron cada vez más luminosas por la noche, reduciendo los índices de delincuencia y ampliando la seguridad de los ciudadanos.

El químico norteamericano Robert Haré descubrió que una cálida luz de gas que se hacía pasar por un bloque de óxido de calcio *(cal)* producía una brillante luz blanca. Semejante luz de calcio empezó a utilizarse para iluminar grandes escenarios teatrales hasta un nivel mucho más luminoso de lo que fuera posible hasta entonces. Aunque esta técnica ya hace mucho tiempo que quedó anticuada, la gente que se encuentra en un momento de gran publicidad aún se dice que se halla «a la luz de las candilejas», en recuerdo de esa primera aplicación teatral.

Todas esas formas de iluminación, desde las hogueras hasta el chorro de gas, implican llamas al aire libre. Debía de haber algún mecanismo para encender el combustible —ya fuera madera, carbón, petróleo o gas— cuando no existía una llama en las proximidades. Antes del siglo XIX, el método menos laborioso era el empleo del pedernal y el eslabón. Al hacer chocar uno contra otro, se lograba una chispa que permitía, con suerte, encender un poco de yesca (un material finamente dividido e inflamable) con el que, a su vez, encender una candela, etc.

A principios del siglo XIX, los químicos comenzaron a idear métodos para revestir el extremo de un trozo de madera con productos químicos, que pudiesen encenderse en forma de llama cuando se elevaba la temperatura. La fricción podía hacer las veces de esto, y «frotando una cerilla» sobre una superficie rugosa se producía una llama.

Las primeras cerillas humeaban horriblemente, producían malos olores y empleaban productos químicos que eran peligrosamente venenosos. Las cerillas comenzaron a ser realmente seguras para su empleo en 1845, cuando el químico austríaco Antón Ritter von Schrotter empleó el fósforo rojo para estos propósitos. Llegado el momento se desarrollaron los *fósforos de seguridad,* en los que se colocaba fósforo rojo en una tira rugosa en algún lugar de la caja que contenía las cerillas, mientras que el fósforo en sí tenía en su cabeza los otros productos químicos necesarios. Ni la tira ni la cerilla podían arder espontáneamente, excepto cuando, al frotarse contra aquella tirilla, la cerilla se encendía.

Hubo también un regreso al eslabón y al pedernal, con cruciales mejoras. En lugar del eslabón se emplea *mischmetal,* una mezcla de metales (principalmente cerio) que, al ser frotado contra una ruedecita, emite unas chispas particularmente calientes. En lugar de la yesca se empleó un fácilmente inflamable *combustible para fluido.* El resultado es el *encendedor para cigarrillos.*

Luz eléctrica

Las llamas al aire libre son otra clase de cosa parpadeante y existe un continuo peligro de incendio. Se necesitaba algo nuevo por completo, y hacía ya mucho tiempo que se observaba que la electricidad podía originar luz. Las botellas de Leyden originaban chispas cuando se descargaban; la corriente eléctrica hacía a veces relucir los cables al pasar por los mismos. Ambos sistemas fueron utilizados para la iluminación.

En 1805, Humphry Davy forzó una descarga eléctrica a través del espacio aéreo entre conductores. Al mantener la corriente, la descarga era continua y se conseguía un *arco eléctrico.* A medida que la electricidad se hizo más barata, fue también posible emplear

arcos eléctricos con fines de iluminación. En los años 1870, las calles de París y de otras grandes ciudades poseían semejantes lámparas. La luz era dura, parpadeante y también seguía al aire libre, lo cual constituía una vez más un peligro de incendio.

Sería mejor conseguir que una corriente eléctrica calentase un cable delgado, o filamento, hasta que empezase a brillar. Naturalmente, el filamento debería brillar en un espacio libre de oxígeno, pues si no era así, la oxidación lo destruiría al instante. Los primeros intentos para eliminar el oxígeno se redujeron al procedimiento directo de extraer el aire. En 1875, Crookes ideó cierto método (relacionado con sus experimentos sobre rayos catódicos; véase capítulo 7) para producir un vacío suficiente a tal fin, con las necesarias rapidez y economía. No obstante, los filamentos utilizados resultaron poco satisfactorios. Se rompieron con excesiva facilidad. En 1878, Thomas Edison, animado por su reciente y triunfal invento del fonógrafo, se manifestó dispuesto a abordar el problema. Tenía sólo treinta y un años por entonces, pero era tanta su reputación como inventor, que su anuncio causó verdadero revuelo en las Bolsas de Nueva York y Londres, haciendo tambalearse las acciones de las compañías de gas.

Tras centenares de experimentos y muchos fracasos, Edison encontró, al fin, un material útil como filamento: una hebra de algodón chamuscada. El 21 de octubre de 1879 encendió su lámpara. Ésta ardió sin interrupción durante cuarenta horas. En vísperas de Año Nuevo, Edison presentó sus lámparas en triunfal exhibición pública, iluminando la calle principal de Menlo Park (Nueva Jersey), donde había instalado su laboratorio. Sin pérdida de tiempo, patentó su lámpara y empezó a producirla en cantidad.

Sin embargo, Edison no fue el único inventor de la lámpara incandescente. Otro inventor, por lo menos, pudo reclamar el mismo derecho: fue el inglés Joseph Swan, quien mostró una lámpara con filamento de carbón, ante una junta de la «Newcastle-on-Tyne Chemical Society», el 18 de diciembre de 1878, si bien no logró comercializar su invento hasta 1881.

Entonces Edison abordó un problema fundamental: abastecer los hogares con cantidades constantes y suficientes de electricidad para sus lámparas, tarea que requirió mucho más ingenio que la propia invención de la lámpara. Más tarde, esta lámpara se benefició de dos mejoras. En 1910, William David Coolidge, de la «General Electric Company» eligió el tungsteno, de escasa capacidad calorífica, para fabricar los filamentos y, en 1913, Irving Laungmuir introdujo el nitrógeno de atmósfera inerte en la lámpara para evitar toda evaporación, así como la rotura del filamento, tan frecuente en el vacío (fig. 9.7).

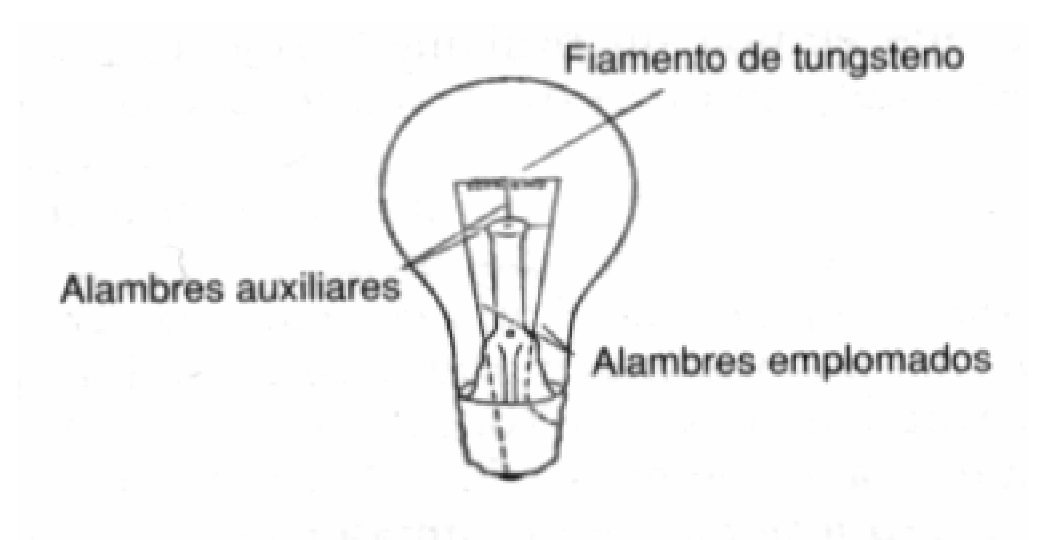


FIG. 9.7. *Lámpara incandescente.*

El argón (cuyo uso se generalizó en 1920) sirve a ese propósito mejor que el

nitrógeno, pues su atmósfera es completamente inerte. El criptón, otro gas inerte, es más eficiente todavía porque permite que el filamento de la lámpara resista muy elevadas temperaturas y dé más densidad de luz al arder, sin que se acorte por ello su duración.

Durante medio siglo, el cristal transparente de la bombilla eléctrica tuvo como resultado que el filamento reluciese con fuerza y que resultase tan difícil de mirar como el propio Sol. Un ingeniero químico, Marvin Pipikin, ideó un método práctico de revestir el cristal de la bombilla por dentro (por el exterior tal revestimiento sólo servía para recoger polvo y para oscurecer la luz). Al fin, el empleo de *bombillas esmeriladas* producía una luz suave, agradable y sin parpadeos.

La llegada de la luz eléctrica podía potencialmente eliminar toda clase de llamas al aire libre para la iluminación, lo cual acarrearía que los incendios comenzasen a ser cosa del pasado. Por desgracia, siguen existiendo llamas al exterior y, probablemente, siempre las habrá: chimeneas, estufas de gas y hornos de petróleo. Algo particularmente desgraciado es el hecho de que centenares de millones de adictos aún sigan transportando llamas al aire libre en forma de cigarrillos, empleando con frecuencia, además, encendedores. La pérdida de propiedades y de vidas como resultado de los incendios provocados por cigarrillos (incendios forestales y también de maleza) resulta muy difícil de evaluar.

El filamento brillante de la bombilla eléctrica (una luz *incandescente,* puesto que es inducida por el calor albergado en el filamento mientras se resiste al flujo de la corriente eléctrica) no es la única forma de convertir la electricidad en luz. Por ejemplo, las llamadas *luces de neón* (introducidas por el químico francés Georges Claude en 1910) son tubos en los que una descarga eléctrica excita átomos de gases de neón hasta que emiten un brillante y rojo resplandor. La *lámpara solar* contiene vapor de mercurio, el cual, cuando se excita por medio de una descarga, consigue una radiación muy rica en luz ultravioleta, que puede emplearse no sólo para lograr un bronceado sino también para matar las bacterias o generar fluorescencia. Y esta última, a su vez, conduce a la *iluminación fluorescente,* introducida en su forma actual en la Feria Mundial de Nueva York del año 1939. Aquí la luz ultravioleta del vapor de mercurio excita la fluorescencia en un revestimiento *fosforado* en el interior del tubo (fig. 9.8). Dado que esta luz fría gasta poca energía en calor, consume menos corriente eléctrica.

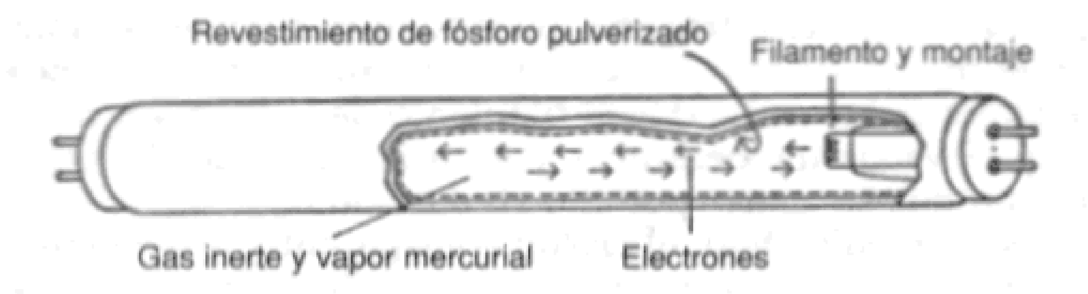


FIG. 9.8. *Lámpara fluorescente. Una descarga de electrones desde el filamento excita el vapor mercurial en el tubo, produciendo una radiación ultravioleta. Los rayos ultravioletas hacen destellar el fósforo.*

Un tubo fluorescente de 40 W suministra tanta luz —aunque no tanto calor ni mucho menos— como una lámpara incandescente de 150 W. Por tanto, se ha manifestado una tendencia general hacia la luz fluorescente desde la Segunda Guerra Mundial. Cuando apareció el primer tubo fluorescente, se prefirieron las sales de berilio como materia fluorescente. Ello originó varios casos serios de envenenamiento («beriliosis»), por la aspiración de aire contaminado con esas sales o la introducción de esa sustancia en el organismo humano por los cortes de la piel producidos ocasionalmente cuando se rompían los tubos. Desde 1949 se emplearon otros fósforos menos peligrosos.

La última y más prometedora innovación es un método que convierte la electricidad directamente en luz sin la formación previa de luz ultravioleta. En 1936, el físico francés Georges Destriau descubrió que una intensa comente alterna podía comunicar incandescencia a una sustancia fosforescente tal como el sulfato de cinc. Actualmente, los ingenieros electrotécnicos están aplicando el fósforo al plástico o cristal y utilizan el fenómeno llamado «electroluminiscencia» para formar placas incandescentes. De este modo, una pared o un techo luminiscente podría alumbrar toda una habitación con su resplandor suave y coloreado según el gusto de cada cual.

Sin embargo, la eficiencia de la electroluminiscencia sigue siendo baja para permitirla competir con otras formas de iluminación eléctrica.

Fotografía

Probablemente, ninguna invención relacionada con la luz ha proporcionado al género humano tanto placer como la fotografía. Ésta se inició con la observación de que al pasar la luz a través de un pequeño orificio a una cámara oscura, formaba una imagen difusa e invertida del escenario exterior. Un alquimista italiano, Giambattista della Porta, construyó en 1550 un artefacto similar, denominado, como se ha dicho, «cámara oscura».

En una cámara oscura penetra una cantidad mínima de luz. No obstante, si se remplaza el orificio por una lente, se concentrará una cantidad considerable de luz y, por tanto, la imagen será mucho más brillante. Una vez hecho esto, es necesario buscar alguna reacción química que responda a la luz. Varios hombres se lanzaron a esa búsqueda, destacando, entre ellos, los franceses Joseph-Nicéphore Niepce y Louis-Jacques Mande Daguerre, así como el inglés William Henry Fox Talbot.

Niepce trató de conseguir que la luz solar oscureciera el cloruro de plata en una forma apropiada y produjo la primera fotografía primitiva en 1822, que requería 8 horas de exposición.

Daguerre formó sociedad con Niepce antes de que este último muriese y continuó mejorando el proceso. Tras haber oscurecido sales de plata con luz solar, disolvió las sales sin cambiar en tiosulfato de sodio, un proceso sugerido por el científico John Herschel (el hijo de William Herschel). En 1839, Daguerre empezó a realizar *daguerrotipos,* las primeras fotografías prácticas, con exposiciones que no requerían más de 20 minutos.

Talbot mejoró el proceso aún más, consiguiendo *negativos* en los que los lugares en los que incidía la luz se oscurecían, mientras que los oscuros permanecían brillantes en los lugares en que la luz se oscurecía. A partir de tales negativos se podían conseguir numerosos *positivos,* en los que la luz llevaba a cabo otra inversión, por lo que los lugares luminosos seguían siendo brillantes y lo mismo pasaba con las partes oscuras, como debía ser. En 1844, Talbot publicó el primer libro ilustrado con fotografías.

La fotografía probó su valor en la documentación humana cuando, en los años 1850, los británicos fotografiaron escenas de la guerra de Crimea y cuando, en la década siguiente, el fotógrafo estadounidense Mattew, con lo que ahora consideraríamos un imposible equipo primitivo, tomó unas fotografías que se han hecho clásicas de la guerra civil americana en plena acción.

Durante casi medio siglo, la *placa húmeda* tuvo que seguir empleándose en fotografía. Ésta consistía en una placa de cristal, que había sido rociada con una emulsión de productos químicos que tenía que hacerse sobre la marcha. La fotografía había de realizarse antes de que la emulsión se secase. Mientras no existiese solución para esta limitación, las fotografías sólo podían hacerse por medio de profesionales habilidosos.

Sin embargo, en 1878, un inventor norteamericano, George Eastman, descubrió cómo mezclar la emulsión con gelatina, en vez de tener que rociar la placa, dejándolo secar en forma de gel que se mantuviese durante largos períodos de tiempo. En 1884 patentó la *película* fotográfica en la que se rociaba el gel primero sobre papel y luego,

en 1889, sobre celuloide. En 1888 inventó la «Kodak», una cámara que tomaría fotografías con sólo apretar un botón. La película expuesta podía sacarse para revelarla. A partir de ese momento, la fotografía se convirtió en una afición popular. A medida que comenzaron a emplearse unas emulsiones más sensibles, las fotos empezaron a tomarse con ayuda de un destello de luz *(flash) y* ya no hubo necesidad de que el modelo posase durante largos períodos de tiempo con una expresión vidriosa y poco natural.

No cabía suponer que las cosas se hiciesen aún más sencillas pero, en 1947, el inventor estadounidense Edwin Herbert Land ideó una cámara con un doble rollo de película, una ordinaria película negativa y un papel positivo, con unos productos químicos sellados entre ambos. Esos productos químicos se liberaban en el momento apropiado y revelaban la impresión positiva de una forma automática. Unos minutos después de haber disparado la máquina, ya se tenía en la mano una fotografía del todo completa.

Durante el siglo XIX, las fotografías fueron en blanco y negro, no pudiendo hacerlas en color. Sin embargo, a principios del siglo XX, se desarrolló un proceso de fotografiar en color por el físico francés nacido en Luxemburgo Gabriel Lippmann, que consiguió el premio Nobel de Física en 1908. No obstante, esto se demostró que era un falso comienzo, y la fotografía en color de un modo práctico no se desarrolló hasta 1936. Este segundo, y afortunado, intento se basaba en la observación, efectuada en 1855 por Maxwell y Helmholtz, de que cualquier color en el espectro puede conseguirse con una combinación de luz roja, verde y azul. Basado en este principio, la película en color se compone de una emulsión en tres capas: una sensible al rojo, otra al verde y otra más a los componentes azules de la imagen. Se forman así tres fotos separadas pero sobreimpresas, cada una de las cuales reproducen la intensidad de la luz y su parte del espectro como una pauta de oscurecimiento en blanco y negro. La película se revelaba en tres etapas sucesivas, empleando pigmentos rojos, azules y verdes para depositar los colores apropiados sobre el negativo. Cada lugar de la foto es una combinación específica de rojo, verde y azul, y el cerebro interpreta esa combinación para reconstruir todo el abanico del color.

En 1959, Land expuso una nueva teoría sobre la visión del color. Según él, el cerebro no requiere una combinación de tres colores para dar la impresión de colorido total. Todo cuanto necesita es dos longitudes de onda diferentes (o grupos de longitudes de onda), una algo más larga que la otra. Por ejemplo, un grupo de longitudes de onda puede ser un espectro entero o luz blanca. Como su longitud de onda (promedio) está en la zona amarillo-verde, puede servir de «onda corta». Ahora bien, una imagen reproducida mediante la combinación de luces blanca y roja (esta última actuaría como onda larga), aparece a todo color. Land ha hecho también fotografías a todo color con luces verde y roja filtrada, así como otras combinaciones binarias apropiadas.

El invento del cinematógrafo se debió a una primera observación del físico inglés Peter Mark Roget, en 1824. Este científico observó que el ojo humano retiene una imagen persistente durante una fracción apreciable de segundo. Tras la introducción de la fotografía, muchos experimentadores, particularmente en Francia, aprovecharon esa propiedad para crear la ilusión de movimiento exhibiendo en rápida sucesión una serie de estampas. Todo el mundo está familiarizado con el entretenimiento consistente en un mazo de cromos que, cuando se le trashoja con rapidez, da la impresión de que una figura se mueve y realiza acrobacias. Si se proyecta sobre una pantalla, con intervalos de algunos dieciseisavos de segundo, una serie de fotografías, siendo cada una de ellas algo distinta de la anterior, la persistencia de esas imágenes sucesivas en el ojo dará lugar a enlaces sucesivos, hasta causar la impresión de movimiento continuo.

Edison fue quien produjo la primera «película cinematográfica». Fotografió una serie de escenas en una cinta y luego pasó la película por un proyector que mostró, sucesivamente, cada una con la correspondiente explosión luminosa. En 1894 se exhibió, para entretenimiento público, la primera película cinematográfica, y, en 1914, los teatros proyectaron la cinta de largometraje *The Birth of a Nation (El nacimiento de una nación).*

A las películas mudas se incorporó, en 1927, la banda sonora, en la cual, el sistema ondulatorio de la música y la voz del actor se transforman en una corriente eléctrica variable mediante un micrófono, y entonces esta corriente enciende una lámpara, cuya luz se fotografía también junto con la acción cinematográfica. Cuando la película acompañada de esa banda luminosa añadida en un borde se proyecta en la pantalla, las variaciones luminosas de la lámpara en el esquema de ondas sonoras se transforman de nuevo en corriente eléctrica por medio de un «tubo fotoeléctrico», y la corriente se convierte, a su vez, en sonido.

Dos años después de la primera «película sonora», *El cantor de jazz,* los filmes mudos pasaron a la historia, tal como le ocurriera casi al *vaudeville.* Hacia fines de los años 1930, se agregó el color a las «cintas habladas». Por añadidura, la década de 1950 asistió al desarrollo del sistema de visión periférica, e incluso el de efectos tridimensionales (3D), muy poco afortunado y duradero, consistente en la proyección de dos imágenes sobre la pantalla. En este último caso, el espectador debe usar gafas polarizadas para ver una imagen distinta con cada ojo, lo cual produce un efecto estereoscópico.

MÁQUINAS DE COMBUSTIÓN INTERNA

Aunque el petróleo dio paso a la electricidad en el campo de la iluminación artificial, resultó indispensable para otro adelanto técnico que revolucionó la vida moderna tan profundamente como cuando aparecieron los aparatos electrodomésticos. Esta innovación fue la máquina de combustión interna, llamada así porque en su interior hay un cilindro en el que se quema el combustible de tal forma que los gases mueven directamente el pistón. Por lo general, las máquinas de vapor son de «combustión externa», pues el combustible arde en sus partes exteriores y el vapor así formado pasa entonces al cilindro por diversos conductos.

El automóvil

Este artificio compacto, movido por las pequeñas explosiones provocadas dentro del cilindro, permitió aplicar la fuerza motriz a vehículos menores, para los cuales no resultaba funcional la voluminosa máquina de vapor. No obstante, ya en 1786 aparecieron «carruajes sin caballos», movidos por vapor, cuando William Murdock, un socio de James Watt, decidió construir uno de semejantes artefactos. Un siglo después, el inventor americano Francis Edgar Stanley diseñó la famosa *Stanley Steamer,* que hizo la competencia a los primeros carruajes provistos con motores de combustión interna. Sin embargo, el futuro pertenecía a estos últimos.

Realmente, se construyeron algunas máquinas de combustión interna a principios del siglo XIX, antes de que se generalizara el uso del petróleo. Éstas quemaron vapores de trementina o hidrógeno como combustible. Pero ese artefacto no dejó de ser una curiosidad hasta que empezó a utilizarse la gasolina, el líquido productor de vapor y, a la vez, combustible cuya explotación resulta rentable y abundante.

En 1860, el inventor francés Étienne Lenoir construyó el primer motor práctico de combustión interna y, en 1876, el técnico alemán Nikolaus August Otto diseñó un motor de «cuatro tiempos». Primero, un pistón ajustado perfectamente al cilindro recibe un impulso ascendente, de modo que el cilindro vacío absorbe una mezcla de gasolina y aire. Luego, ese pistón recibe un nuevo impulso y comprime el vapor. En el punto de máxima compresión, dicho vapor se enciende y explota. La explosión dispara el pistón, y este movimiento acelerado es lo que hace funcionar el motor. Mueve un árbol que empuja otra vez al pistón para hacerle expulsar los residuos quemados, o «escape»; éste es el cuarto y último movimiento del ciclo. Entonces el árbol mueve el pistón para repetir el ciclo (fig. 9.9).

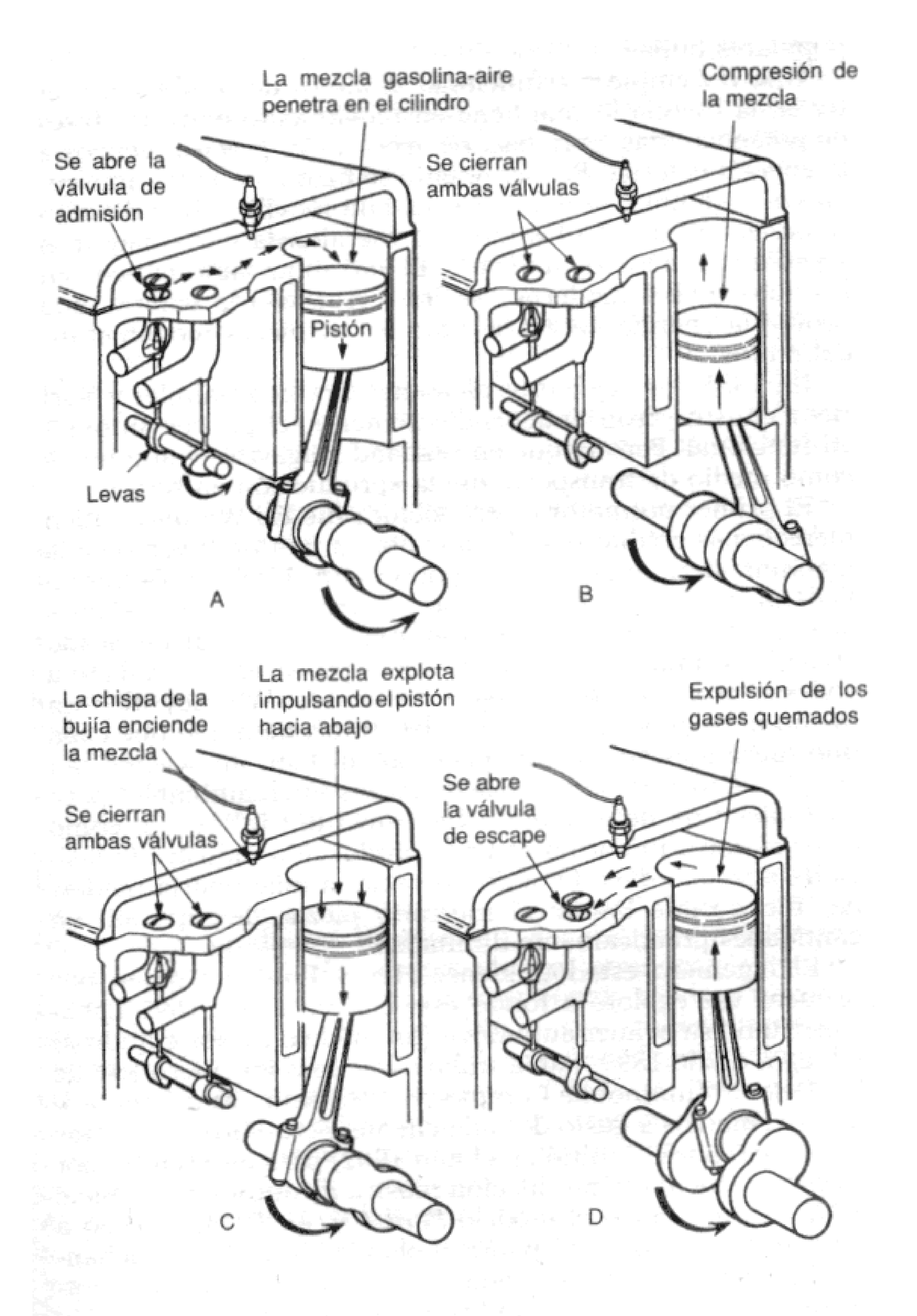


FIG. 9.9. *Motor de «cuatro tiempos» construido por Nikolaus Otto en 1876.*

Un ingeniero escocés llamado Dugald Clerk agregó casi inmediatamente una mejora. Incorporó un segundo cilindro de forma que trabajara un pistón mientras el otro estaba en estado de recuperación: ello dio más equilibrio a la producción de fuerza. Al añadir después otros cilindros (ocho es el número más generalizado hoy día), aumentó

la armonía y potencia de ese «mecanismo compensador». Un motor así resultaba esencial si los automóviles debían convertirse en una cosa práctica, pero también resultaban necesarios otros inventos auxiliares.

La ignición del compuesto gasolina-aire en el momento preciso planteó un problema. Se emplearon toda clase de ingeniosos artificios, pero en 1923 se le dio una solución general con la electricidad. El suministro proviene de una «batería acumuladora». Ésta es una batería que, como cualquier otra, provee la electricidad producida por una reacción química. Pero se la puede mantener cargada enviándole una corriente eléctrica en dirección opuesta a la de descarga; esta corriente invierte la reacción química, de modo que los productos químicos originen más electricidad. Un pequeño generador movido por el motor suministra esa corriente inversa.

El tipo más común de batería tiene placas alternas de plomo y óxido de plomo, con capas de ácido sulfúrico concentrado. Lo inventó el físico francés Gastón Planté en 1859, y fue modernizado en 1881 por el ingeniero electrotécnico americano Charles Francis Brush. Desde entonces se han inventado otras baterías más resistentes y compactas, como, por ejemplo, una batería de níquel y hierro, ideada por Edison hacia 1905, pero ninguna puede competir en economía con la batería de plomo.

Para elevar el voltaje de la corriente eléctrica facilitada por la batería se emplean transformadores denominados «carretes de inducción», y ese voltaje acrecentado proporciona la chispa de ignición que salta en los electrodos de las populares bujías.

Una vez empieza a funcionar el motor de combustión interna, la inercia lo mantiene en movimiento entre las fases de potencia. Mas, para hacerle arrancar es preciso recurrir a la energía externa. Primeramente se hizo con fuerza muscular (por ejemplo, la manivela del automóvil), y hoy día aún se ponen en marcha los motores fueraborda y las máquinas segadoras tirando de un cable. El «arranque automático» en los automóviles modernos se hace gracias a la batería, que provee la energía necesaria para los primeros movimientos del motor.

En 1885, los ingenieros alemanes Gottlieb Daimler y Karl Benz construyeron, independientemente, el primer automóvil funcional. Pero lo que en realidad vulgarizó el automóvil como medio de transporte fue la «producción en serie».

El primer promotor de esa técnica fue Eli Whitney, quien merece más crédito por ello que por su famoso invento de la máquina desmotadora de algodón. En 1789, el Gobierno Federal contrató a Whitney para la fabricación de cañones destinados al Ejército. Hasta entonces se habían fabricado esas piezas individualmente, es decir, proveyendo a cada una con sus propios y particulares elementos. Whitney ideó un medio para universalizar esos elementos, de modo que cada uno fuera aplicable a cualquier cañón. Esta innovación tan simple —fabricación en serie de piezas intercambiables para cualquier tipo de artículo— fue quizá tan influyente como otros factores importantes en la producción industrial masiva de nuestros días. Cuando apareció la maquinaria moderna, fue posible lanzar al mercado piezas de repuesto en cantidades prácticamente ilimitadas.

El ingeniero estadounidense Henry Ford fue quien por primera vez explotó a fondo este concepto. En 1892 había construido su primer automóvil (un modelo de dos cilindros) y luego, desde 1899, había trabajado como ingeniero jefe de la «Detroit Automobile Company». Esta empresa quería producir vehículos a gusto de cada cliente, pero Ford tenía otras ideas. Así, pues, dimitió en el año 1902, para emprender por su propia cuenta la producción masiva de automóviles. Siete años después lanzó el modelo *Ford-T* y, en 1913, empezó a fabricar tomando como pauta el plan Whitney... despachando así coche tras coche, cada uno exactamente igual al anterior y todos ellos construidos con las mismas piezas.

Ford descubrió que podría acelerar la producción empleando obreros que hicieran siempre el mismo trabajo especializado con ininterrumpida regularidad, como si fueran máquinas. Entretanto, el americano Samuel Colt (quien había inventado ya el revólver de «seis tiros»), en 1847, daba los primeros pasos en esa dirección y el fabricante de

automóviles Ransom E. Olds había aplicado el mismo sistema a la fabricación del vehículo automóvil en 1900. Sin embargo, Olds perdió el apoyo financiero, y entonces las finanzas favorecieron a Ford, quien llevó adelante su movimiento hasta una feliz fructificación. Ford implantó la «cadena de montaje», en la que los operarios agregaban las piezas de su especialización a cada modelo, conforme pasaba ante ellos sobre una correa sin fin, hasta que el automóvil terminado salía rodando por el extremo final de la línea. Este nuevo sistema ofreció dos ventajas económicas: salarios elevados para el obrero, y automóviles asequibles a precios sorprendentemente bajos.

En 1913, Ford fabricaba ya mil modelos *T* cada día. Antes de que se «rompiera» la cadena en 1927, se habían lanzado quince millones de unidades y el precio había descendido a 290 dólares. Entonces nació la pasión por el cambio anual de coche, y Ford se adhirió al inevitable desfile de variedades e innovaciones superficiales, que decuplicaron el precio de los automóviles y privaron a los norteamericanos de las ventajas de la producción masiva.

En 1892, el ingeniero mecánico alemán Rudolf Diesel introdujo una modificación en el motor de combustión interna, que entrañó simplificaciones mecánicas y economía de combustible. Sometió a muy alta presión la mezcla de combustible-aire, de modo que el calor generado por la compresión fue suficiente para inflamarla. El «motor Diesel» permitió emplear productos destilados del petróleo difícilmente volatilizables. Como la compresión era aquí muy elevada, fue preciso construir un motor mucho más sólido y pesado que el de gasolina. Cuando, en 1920, se desarrolló un sistema adecuado de inyección de fuel-oil, éste fue adoptado sin discusión para los camiones, tractores, autobuses, barcos y locomotoras, convirtiéndose en el rey del transporte pesado.

El progresivo refinamiento de la gasolina ha incrementado la eficiencia del motor de combustión interna. La gasolina es una mezcla compleja de moléculas integrada por átomos de carbono e hidrógeno («hidrocarburos»), algunos de los cuales arden más aprisa que otros. Ahora bien, la combustión demasiado rápida no es deseable, pues entonces la mezcla gasolina-aire explota con excesiva premura, determinando el «picado del motor». La combustión más lenta induce una expansión uniforme del vapor, que propulsa el pistón con suavidad y eficacia.

Para medir el poder antidetonante de una determinada gasolina se emplea la «escala octano», es decir, se la compara con la detonación producida por un hidrocarburo llamado «isooctano», que es extremadamente antidetonante. La refinación de gasolina requiere, entre sus funciones primarias, la producción de un hidrocarburo mixto con un elevado índice de octanos.

Conforme pasa el tiempo, los motores de automóviles se construyen cada vez con mayor «compresión», es decir, que la mezcla gasolina-aire se comprime a densidades progresivamente superiores antes de la ignición. Ello permite obtener más potencia de la gasolina, pero también se estimula la detonación prematura, por lo cual hay que preparar continuamente gasolinas de más octanos. Se ha facilitado una tarea con el empleo de ciertos productos químicos que, agregados en pequeñas cantidades a la gasolina, reducen la detonación. El más eficiente de esos «compuestos antidetonantes» es el «plomo tetraetilo», un compuesto de plomo lanzado al mercado con tal finalidad en 1925. El combustible que lo contiene se llama «etilgasolina». Si el plomo tetraetilo estuviera solo, el óxido de plomo formado durante la combustión destrozaría el motor. De aquí que se agregue también bromuro etílico. El átomo de plomo en el plomo tetraetilo se combina con el átomo de bromuro en el bromuro etílico para formar bromuro de plomo, que se evapora a la temperatura de la gasolina y escapa con los gases residuales.

Los combustibles Diesel son comprobados respecto del retraso de ignición después de la compresión (un retraso demasiado grande resulta indeseable) respecto de un hidrocarburo llamado *cetano,* que contiene 16 átomos de carbono en su molécula en relación de las 8 que tiene el isooctano. Por lo tanto, para los combustibles Diesel se habla de *número de cetano.*

Las mejoras continuaron. Los neumáticos «globo» de baja presión llegaron en 1923 y

los neumáticos sin cámara a principios de los años 1950, haciendo menos frecuentes los reventones. En los años 1940 empezó a emplearse el aire acondicionado y los cambios automáticos se introdujeron, con lo que el cambio manual comenzó a quedar anticuado. La dirección asistida y los servofrenos se introdujeron en los años 1950. El automóvil se había convertido en una parte tan integral del llamado *american way of Ufe* (forma de vivir norteamericana) que, a pesar del coste creciente de la gasolina y del peligro en aumento de la contaminación, parece que no hay forma, excepto en el caso de una catástrofe absoluta, de acabar con el reinado del coche.

El avión

Unas versiones más grandes del automóvil fueron el autobús y el camión, y el petróleo remplazó al carbón en los grandes navios, aunque el mayor triunfo del motor de combustión interna llegó en el aire. Hacia la década de 1890 los humanos habían logrado el sueño de los viejos tiempos —algo más viejo aún que Dédalo e ícaro— de volar sobre alas. El vuelo sin motor se había convertido en un ávido deporte entre los aficionados. El primer deslizador que podía llevar un hombre se construyó en 1853 por parte del inventor inglés George Cayley. De todos modos, el «hombre» que transportaba era sólo un muchacho. El primer practicante de importancia de este tipo de conducta fue el ingeniero alemán Otto Lilienthal, que murió en 1896 durante un vuelo sin motor. Mientras tanto, se había hecho sentir el urgente anhelo de despegar en un vuelo con motor, aunque los planeadores siguieron constituyendo un deporte popular.

El físico y astrónomo norteamericano, Samuel Pierpont Langley, trató, en 1902 y 1903, de volar en un planeador dotado de un motor de combustión interna y estuvo auténticamente a punto de conseguirlo. Si no se hubiese quedado sin dinero, podría haber conseguido elevarse en el aire en el próximo intento. En realidad, este honor quedó reservado a los hermanos Orville y Wilbur Wright, fabricantes de bicicletas que habían tomado a los planeadores como su afición predilecta.

El 17 de diciembre de 1903, los hermanos Wright despegaron en Kitty Hawk (N.C.), con un planeador propulsado por hélice. Permanecieron en el aire, a 255 m de altura, durante 59 segundos. Fue el primer viaje aeronáutico de la Historia, y pasó casi inadvertido en el mundo.

Hubo mucho más entusiasmo cuando los Wright recorrieron por el aire 40 km y, sobre todo, cuando el ingeniero francés Louis Blériot cruzó el canal de la Mancha con un aeroplano en 1909. Las batallas y hazañas aéreas de la Primera Guerra Mundial estimularon aún más la imaginación, y los biplanos de aquella época, con sus dos alas sujetas precariamente por tubos y alambres, fueron unas siluetas familiares para toda una generación de espectadores cinematográficos tras la primera gran guerra. El ingeniero alemán Hugo Junkers diseñó, poco después de la guerra, un monoplano cuya solitaria ala, sin puntal alguno, tuvo un éxito absoluto. (En 1939, el ingeniero ruso-americano Igor Iván Sikorsky construyó un avión polimotor y diseñó el primer helicóptero, una aeronave con un rotor sobre el fuselaje que permitía los despegues y aterrizajes verticales e incluso la suspensión en el aire.)[3]

No obstante, a principios de los años veinte, el aeroplano siguió siendo un objeto más o menos extraño..., simplemente otro horripilante invento para guerrear, o un juguete de pilotos temerarios. La aviación no se impuso por su propio valor hasta 1927, cuando Charles Augustus Lindberg realizó un vuelo sin escalas desde Nueva York hasta París. El mundo celebró con entusiasmo aquella hazaña, y entonces se empezaron a crear realmente aeroplanos más grandes y seguros.

Desde entonces son cada vez más populares los aviones «turbopropulsados» con

---

[3] El helicóptero tuvo un precursor en el autogiro, ideado por el ingeniero e inventor español Juan de la Cierva y Codorniu. *(N. del T.)*

motor de turbina para mover las hélices.

Pero hoy han sido superados, al menos para vuelos largos, por el segundo prototipo Fundamental: el avión con motores a reacción. En este caso, la fuerza propulsora es idéntica, en lo esencial, a la que impele un globo cuando se escapa el aire por su boca abierta. Éste es el efecto acción-reacción: el movimiento expansivo del aire que escapa en una dirección produce un movimiento o impulso equivalente en la dirección opuesta, de la misma forma que la salida de un proyectil por el cañón comunica un brusco retroceso al arma. En el motor a reacción, el combustible, al quemarse, desprende gases muy calientes, cuya alta presión propulsa al avión con gran fuerza, mientras ellos salen disparados hacia atrás por la tobera. El cohete tiene el mismo medio de propulsión, salvo la circunstancia de que él lleva sus propias reservas de oxígeno para quemar el combustible (fig. 9.11).

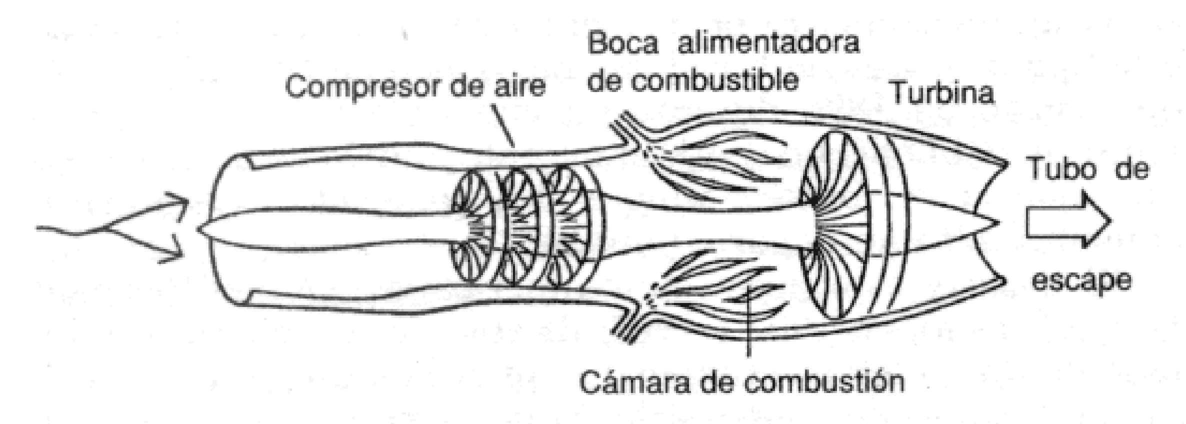


FIG. 9.10. Motor turborreactor. Aspira el aire para comprimirlo y mezclarlo con combustible. Esta mezcla se enciende en la cámara de combustible. Al expandirse, los gases mueven la turbina y producen el impulso.

Desde su implantación como medio de transporte, el aeroplano se benefició de dos innovaciones mecánicas fundamentales. Primero, la adopción del motor turborreactor (fig 9.10). En este motor, los gases calientes y expansivos del combustible movían una turbina ejerciendo presión sobre sus palas, en lugar de mover pistones. El mecanismo era simple, de mantenimiento económico y poco vulnerable a las averías; para ser un modelo funcional sólo le faltaba la preparación de aleaciones que pudieran resistir las altas temperaturas de los gases. En 1939 estuvieron ya listas estas aleaciones.

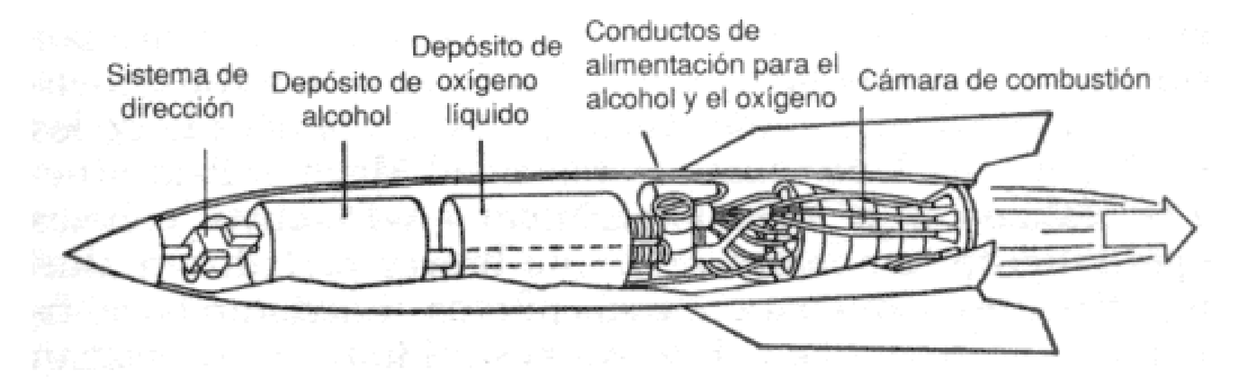


FIG. 9.11. Cohete ordinario de combustible líquido.

Las patentes para la «propulsión a chorro» fueron registradas por un ingeniero francés, Rene Lorin, ya en el año 1913, pero entonces el esquema era totalmente inaplicable a las aeronaves. El motor a reacción sólo es económico para velocidades superiores a los 650 km/h. En 1939, el inglés Frank Whittle pilotó un avión turborreactor bastante práctico para el momento, y, en enero de 1944, Gran Bretaña y Estados Unidos hicieron entrar en combate aviones a reacción contra las «bombas volantes», el arma

V-l alemana, una aeronave de mando automático, no tripulada, con una carga de explosivos a proa.

Tras la Segunda Guerra Mundial se perfeccionó el avión turborreactor militar, cuya velocidad se igualó a la del sonido. Las moléculas del aire, con su elasticidad natural y su capacidad para proyectarse solamente hacia delante y hacia atrás, gobiernan la velocidad del sonido. Cuando el avión se aproxima a esta velocidad, dichas moléculas no pueden apartarse de su camino, por así decirlo, y entonces se comprimen contra la aeronave, que sufre diversas tensiones y presiones. Se ha llegado a describir la «barrera del sonido» como si fuese un obstáculo físico, algo infranqueable sin su previa destrucción. Sin embargo, los ensayos en túneles aerodinámicos permitieron diseñar cuerpos más fusiformes y, por fin, el 14 de octubre de 1947 un avión-cohete americano, el *X-l,* pilotado por Charles E. Yeager, «rompió la barrera del sonido»; por primera vez en la Historia, el hombre se trasladó a mayor velocidad que el sonido. Durante la guerra de Corea, a principios de los años cincuenta, se libraron batallas aéreas con aviones turborreactores, los cuales evolucionaban a tales velocidades que las pérdidas de aparatos fueron, comparativamente, muy reducidas.

La relación entre la velocidad de un objeto y velocidad del sonido (1.191 km/h a 0° C) en el medio donde se mueve el objeto, es el «número Mach», llamado así porque el físico austríaco Ernst Mach fue quien investigó teóricamente por primera vez —hacia mediados del siglo XIX— las consecuencias del movimiento a tales velocidades. En la década de los sesenta, el aeroplano rebasó la velocidad Mach 5. Esta prueba se realizó con el avión experimental *X-15,* cuyos cohetes le permitieron remontarse, durante breves períodos, a alturas suficientes como para que sus pilotos obtuvieran la calificación de «astronautas». Los aviones militares se desplazan a velocidades menores, y los comerciales son aún más lentos.

Una aeronave que viaje a «velocidades supersónicas» (sobre el Mach 1) empuja hacia delante sus propias ondas sonoras, pues se traslada más aprisa que ellas. Si el avión reduce la marcha o cambia de curso, las ondas sonoras comprimidas siguen trasladándose independientemente y, si están bastante cerca del suelo, lo golpean con un ensordecedor «trallazo sónico». (El restallido de un látigo es una miniatura del trallazo sónico, porque, si se sabe manejarlo, la punta de la tralla puede trasladarse a velocidades supersónicas.)

Los vuelos supersónicos se iniciaron en 1970 por medio del francobritánico *Concorde* que podía, y lo hizo, cruzar el Atlántico en tres horas, viajando a una velocidad doble de la del sonido. Una versión norteamericana de ese SST (siglas inglesas de *supersonic transport,* es decir, «transporte supersónico»), comenzó a causar preocupaciones respecto del ruido excesivo en los aeropuertos y posible daño del medio ambiente. Algunas personas señalaron que ésta era la primera vez que un factible avance tecnológico había sido detenido por ser desaconsejable, que se trataba de la primera vez en que los seres humanos habían dicho: «Podemos, pero será mejor que no lo hagamos.»

En conjunto, cabe decir que las ganancias tampoco justificaban los gastos. El *Concorde* ha constituido un fracaso económico, y el programa soviético de SST quedó arruinado al estrellarse uno de sus aviones en una exhibición en París el año 1973.

ELECTRÓNICA

Radio

En 1888, Heinrich Hertz realizó sus famosos experimentos para detectar las ondas radioeléctricas que previera veinte años antes James Clerk Maxwell (véase capítulo 8). Lo que hizo en realidad fue generar una corriente alterna de alto voltaje, que surgía primero de una bola metálica y luego de otra; entre ambas había una pequeña separación. Cuando el potencial alcanzaba su punto culminante en una dirección u otra, enviaba una chispa a través del vacío. En estas circunstancias —y según predecía la ecuación de Maxwell— se debía producir una radiación electromagnética. Hertz empleó un receptor, consistente en una simple bobina de alambre con una pequeña

abertura en un extremo para detectar esa energía. Cuando la corriente originaba una radiación en el primer dispositivo, dicha radiación producía asimismo una corriente en el segundo. Hertz reparó en el salto de pequeñas chispas en la abertura de su dispositivo detector situado lejos del artefacto emisor, en el extremo opuesto de la habitación. Evidentemente, la energía se transmitía a través del espacio.

Colocando su bobina detectora en diversos puntos del aposento, Hertz consiguió definir la forma de las ondas. En el lugar donde las chispas se caracterizaban por su brillantez, las ondas tenían un vientre acentuado. Cuando no saltaba chispa alguna, eran estacionarias. Así pudo calcular la longitud de onda de la radiación. Comprobó que estas ondas eran mucho más largas que las luminosas.

En la siguiente década, muchos investigadores pensaron que sería factible emplear las «ondas hertzianas» para transmitir mensajes de un lugar a otro, pues tales ondas podrían contornear los obstáculos gracias a su longitud. En 1890, el físico francés Édouard Branly perfeccionó el receptor remplazando la bobina por un tubo de vidrio lleno con limaduras de metal, al que se enlazaba, mediante hilos eléctricos, una batería. Las limaduras no admitían la corriente de batería a menos que se introdujera en ellas una corriente alterna de alto voltaje, tal como las ondas hertzianas. Con este receptor pudo captar las ondas hertzianas a una distancia de 137 m. Más tarde, el físico inglés Oliver Joseph Lodge —quien ganó después cierto prestigio equívoco como paladín del espiritismo—, modificó ese artefacto consiguiendo detectar señales a una distancia de 800 m y enviar mensajes en el código Morse.

El inventor italiano Guglielmo Marconi intuyó que se podría mejorar el conjunto conectando a tierra un lado del generador y del receptor, y otro, a un alambre, llamado, más tarde, «antena» (tal vez porque se parecía, supongo yo, a esos apéndices de los insectos). Empleando potentes generadores, Marconi logró enviar señales a una distancia de 14,5 km en 1896, a través del canal de la Mancha en 1898, y a través del Atlántico en 1901. Así nació lo que los británicos llaman aún «telegrafía sin hilos», y nosotros «radiotelegrafía», o, para abreviar, simplemente «radio».

Marconi ideó un sistema para iluminar la «estática» de otras fuentes y sintonizar exclusivamente con la longitud de onda generada por el transmisor. Por sus inventos, Marconi compartió el premio Nobel de Física en 1909 con el físico alemán Karl Ferdinand Braun, quien contribuyó también al desarrollo de la radio.

El físico americano Reginald Aubrey Fessenden ideó un generador especial con corrientes alternas de alta frecuencia (dejando a un lado el artefacto productor de chispas), así como un sistema para «modular» la onda radioeléctrica y hacerle reproducir el esquema de las ondas sonoras. Se moduló, pues, la amplitud (o altura) de las ondas; en consecuencia, se le llamó «modulación de amplitud», conocida hoy día por radio AM. En la Nochebuena de 1906, los receptores radiofónicos captaron por primera vez música y palabras.

Los primeros radioyentes entusiastas hubieron de sentarse ante sus receptores con los imprescindibles auriculares. Se requirió, pues, algún medio para fortalecer o «amplificar» las señales, y la respuesta se encontró en otro descubrimiento de Edison, su único descubrimiento en el terreno de la ciencia «pura».

En 1883, durante uno de sus experimentos para perfeccionar la lámpara eléctrica, Edison soltó un alambre en una bombilla eléctrica junto al filamento incandescente. Ante su sorpresa, la electricidad fluyó desde el filamento hasta el alambre, salvando el aire interpuesto entre ambos. Como este fenómeno no tuvo utilidad para sus propósitos, Edison, hombre siempre práctico, lo anotó en su libreta y se olvidó totalmente de él. Pero el «efecto Edison» cobró gran importancia cuando se descubrió el electrón; entonces pudo comprobarse que la corriente que fluía a través de un espacio representaba el flujo de electrones. El físico inglés Owen Williams Richardson demostró, mediante experimentos realizados en 1900 y 1903, que los electrones «fluían» de los filamentos metálicos en el vacío. Por ello le concedieron en 1928 el premio Nobel de Física.

En 1904 el ingeniero electrotécnico inglés John Ambrose Fleming aplicó, con suma lucidez, el efecto Edison. Rodeó con una pieza cilindrica metálica (llamada «placa») el filamento de la ampolla. Ahora bien, esa placa podía actuar en dos formas. Si estuviera cargada positivamente, atraería a los electrones despedidos por el filamento incandescente y crearía así un circuito eléctrico. Pero si su carga fuera negativa, repelería a los electrones e impediría el flujo de la corriente. Supongamos, pues, que se conecta esa placa con una fuente de corriente alterna. Cuando la corriente fluye en una dirección, la placa adquiere carga positiva y deja pasar la corriente hasta el tubo; cuando la corriente alterna cambia de dirección, la placa se carga negativamente, y entonces no fluye ninguna corriente hacia el tubo. Por tanto, la placa deja pasar la corriente en una sola dirección y la transforma de alterna en continua. Al actuar dicho tubo como una válvula respecto a la corriente, los ingleses le dieron el nombre de «válvula». En Estados Unidos sigue denominándose, vagamente, «tubo». En sentido más universal, los científicos lo llaman «diodo», porque tiene dos electrodos: el filamento y la placa (fig. 9.12).

La válvula —o *válvula de radio* puesto que se usó primero para ello— controla una corriente de electrones a través del vacío más que una corriente electrónica a través del cable. Los electrones pueden regularse mucho más delicadamente que la corriente, por lo que las válvulas (y todos los mecanismos proceden de esto) constituyen una serie completa de *mecanismos electrónicos* que pueden hacer ciertas cosas que los meros mecanismos eléctricos no realizan. El estudio y empleo de las válvulas y sus sucesores constituyen lo que llamamos *electrónica.*

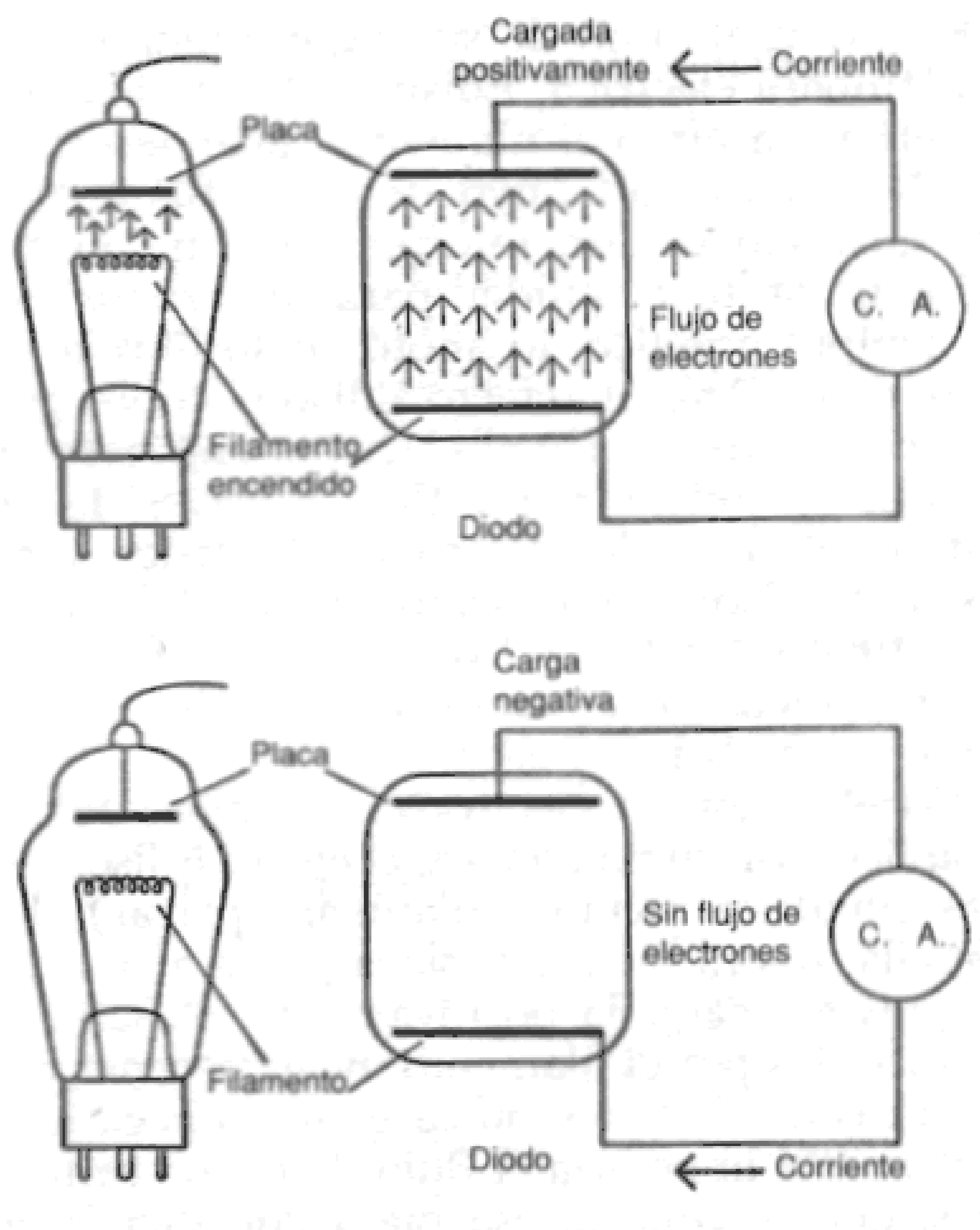


FIG. 9.12. *Principio del tubo diodo de vacío.*

La válvula, en su forma más simple, sirve como rectificador y sustituyó a la galena empleada hasta entonces, puesto que las válvulas son mucho más fiables.

Allá por 1907, el inventor americano Lee de Forest dio un paso más. Insertó un tercer electrodo en su tubo, haciendo de él un «triodo» (fig. 9.13). El tercer electrodo es una placa perforada («rejilla») entre el filamento y la placa. La rejilla atrae electrones y acelera su flujo desde el filamento a la placa (por conducto de los orificios). Un pequeño aumento de la carga positiva en la rejilla, acrecentará considerablemente el flujo de electrones desde el filamento a la placa. Por consiguiente, incluso la pequeña carga agregada a las débiles señales radiofónicas incrementará sobremanera el flujo de corriente, y esta corriente reflejará todas las variaciones impuestas por las ondas radioeléctricas. En otras palabras, el triodo actúa como un «amplificador». Los triodos y otras modificaciones aún más complicadas del tubo han llegado a ser elementos esenciales no sólo para los aparatos radiofónicos, sino para toda clase de material electrónico. Aún era necesario dar otro paso adelante si se quería popularizar realmente el receptor radiofónico. Durante la Primera Guerra Mundial, el ingeniero electrotécnico americano Edwin Howard Armstrong diseñó un dispositivo para reducir la frecuencia de una onda radioeléctrica. Por aquellos días, su finalidad era la localización de aviones enemigos, pero cuando acabó la guerra, se decidió aplicarlo al

receptor radiofónico. El «receptor superheterodino» de Armstrong permitió sintonizar exactamente a una determinada frecuencia, mediante el simple giro de un pequeño disco, labor que antes requería una interminable serie de tanteos en una gama de posibles frecuencias. En 1921, una emisora de Pittsburgh inició sus programas radiofónicos regulares. La imitaron, en rápida sucesión, otras emisoras, y, con el control del volumen sonoro, así como la sintonización reducida a un breve tanteo, los receptores radiofónicos adquirieron enorme popularidad. En 1927, las conversaciones telefónicas pudieron atravesar los océanos, con ayuda de la radio, y fue un hecho el «teléfono inalámbrico».

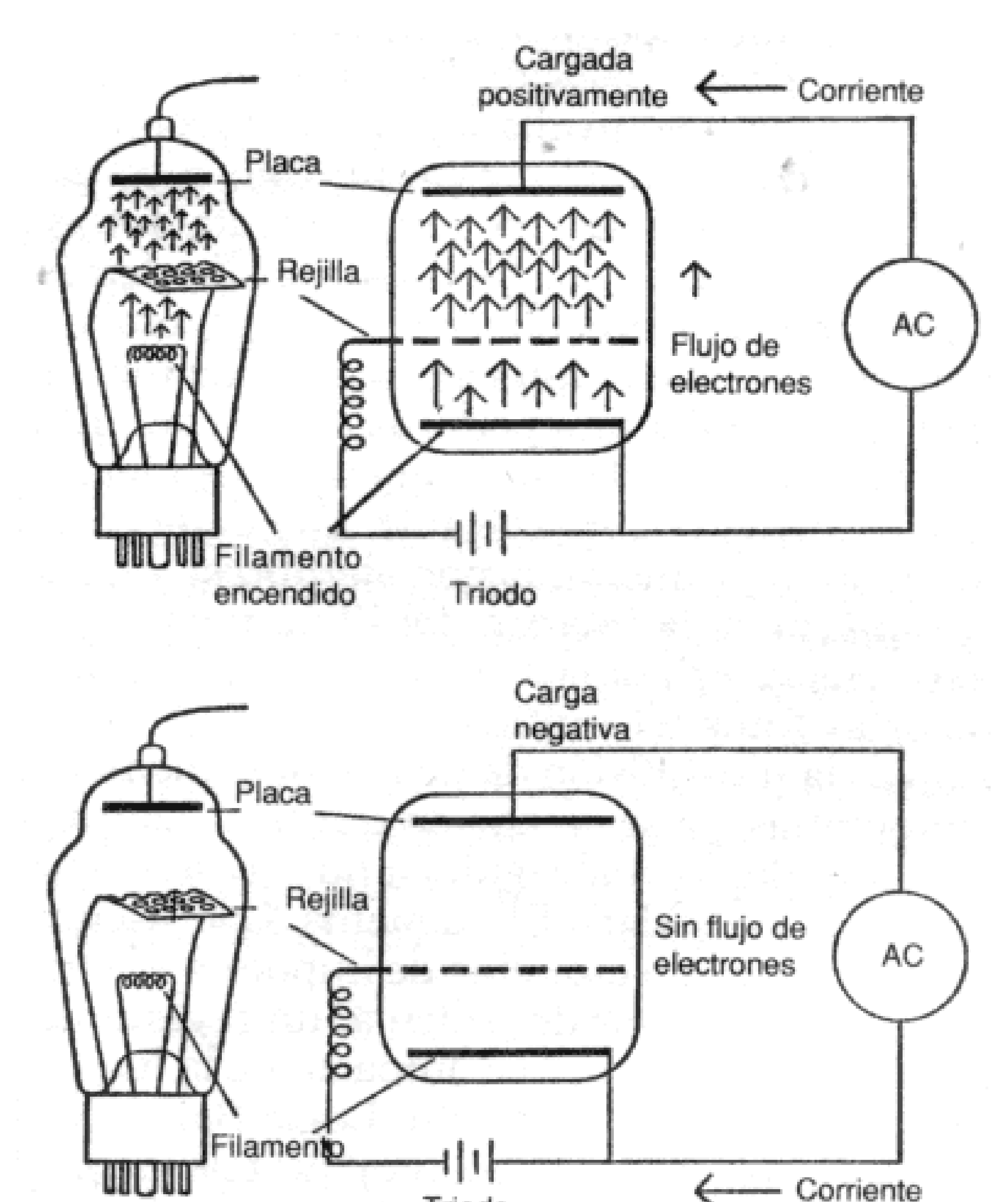


FIG. 9.13. *Principio del triodo.*

Sólo subsistió el problema de la estática. Los sistemas sintonizadores implantados por Marconi y sus sucesores redujeron el «ruido» de tormenta y otras perturbaciones eléctricas, pero no lo eliminaron. Armstrong fue quien halló otra vez la respuesta. Sustituyó la modulación de amplitud —sujeta a las interferencias de fuentes sonoras con modulaciones accidentales de amplitud— por la modulación de frecuencia. Es decir, mantuvo a nivel constante la amplitud de la onda radioeléctrica portadora y dio prioridad a la variación de frecuencia. Cuando la onda sonora tenía gran amplitud, se reducía la frecuencia de la onda portadora, y viceversa. La frecuencia modulada (FM)

eliminó virtualmente la estática, y los receptores FM fueron solicitados, tras la Segunda Guerra Mundial, para programas de música seria.

Televisión

La televisión fue una consecuencia inevitable de la radio, tal como las películas sonoras lo fueron de las mudas. El precursor técnico de la televisión fue el transmisor telegráfico de fotografías. Esto equivalía a la reproducción fotográfica mediante una corriente eléctrica: un fino rayo de luz pasaba a través de la imagen en una película fotográfica y llegaba hasta una válvula fotoeléctrica situada detrás. Cuando la película era relativamente opaca, se generaba una corriente débil en la válvula fotoeléctrica; y cuando era más transparente, se formaba una poderosa corriente. El rayo luminoso «barría» con rapidez la imagen de izquierda a derecha y producía una corriente variable, que daba toda la imagen. La corriente se transmitía por alambres, y en el punto de destino reproducía la imagen del filme mediante un proceso inverso. Hacia principios de 1907, Londres transmitió hasta París estas fotos telegráficas.

Televisión es la transmisión de una «cinta cinematográfica» en vez de fotografías, ya sea o no «en directo». La transmisión debe ser muy rápida, lo cual significa que se debe «barrer» la acción con suma celeridad. El esquema «claroscuro» de la imagen se convierte en un esquema de impulsos eléctricos, mediante una cámara en lugar de película, un revestimiento metálico que emite electrones bajo el impacto de la luz.

En 1926, el inventor escocés John Logie Baird exhibió por primera vez un prototipo de receptor de televisión. Pero el primer aparato funcional de televisión fue el «iconoscopio», patentado en 1938 por el inventor norteamericano, de origen ruso, Vladimir Kosma Zworykin. En el iconoscopio, la cara posterior de la cámara está revestida con múltiples gotas de plata y película de cesio. Cada una emite electrones cuando barre el rayo luminoso y en proporción a la potencia lumínica. Más tarde se remplazó el iconoscopio por el «orticonoscopio», aparato perfeccionado en el que la pantalla de cesio y plata era suficientemente sutil para que los electrones emitidos se proyectaran adelante y golpearan una tenue placa vitrea que emitía, a su vez, más electrones. Esta «amplificación» acrecentaba la sensibilidad de la cámara a la luz, de forma que era innecesaria una iluminación potente.

El televisor es una variedad del tubo de rayos catódicos. Los electrones fluyen de un filamento («cañón electrónico»), para incidir sobre una pantalla revestida con sustancia fluorescente, que irradia luz en proporción a la intensidad del chorro electrónico. Parejas de electrodos le obligan a barrer la pantalla de izquierda a derecha en centenares de líneas horizontales con mínimas separaciones entre sí y, por tanto, «pintan» la imagen sobre la pantalla en una trigésima parte de segundo. El rayo prosigue «pintando» imágenes consecutivas al ritmo de 1/30 seg. La pantalla se llena de innumerables puntos (claros u oscuros, según los casos), pero gracias a la persistencia de la visión humana, no vemos solamente un cuadro completo, sino también una secuencia ininterrumpida de movimiento y acción.

En la década de 1920 se hicieron ensayos con la televisión experimental, pero ésta no pudo ser explotada comercialmente hasta 1947. Desde entonces, acapara bastante terreno del entretenimiento público.

Hacia mediados de la década de 1950 se agregaron dos innovaciones. Mediante el empleo de tres tipos de material fluorescente en la pantalla del televisor, ideados para reaccionar ante los rayos de luz roja, azul y verde, se introdujo la televisión en color. Y el magnetoscopio, o vídeo por cinta, sistema de grabación simultánea de sonido e imágenes, con cierto parecido a la banda sonora de la cinta cinematográfica, posibilitó la reproducción de programas o acontecimientos con más fidelidad que la proyección cinematográfica.

EL TRANSISTOR

En realidad, en los años 1980 el mundo se encuentra en la *era de la cassette.* Lo mismo que existen pequeñas *cassettes* que pueden desenrollar y rebobinar sus cintas

para tocar música de alta fidelidad —con pilas si es necesario, para que la gente pueda ir de un sitio a otro o hacer su trabajo doméstico, con los auriculares en la cabeza, escuchando unos sonidos que nadie más puede oír—, también existen las cintas de vídeo que producen películas de cualquier tipo a través del propio televisor o graban programas para verlos más tarde.

El tubo de rayos catódicos, verdadero corazón de todos los artificios electrónicos, llegó a ser un factor limitativo. Por regla general, los componentes de un mecanismo se perfeccionan progresivamente con el tiempo, lo cual significa que, por un lado, se acrecientan su poder y flexibilidad, mientras que por el otro se reducen su tamaño y masa. (Eso se ha llamado a veces «miniaturización».) Pero el tubo de rayos catódicos tuvo dificultades en su camino hacia la miniaturización. En realidad, tuvo que seguir siendo grande durante mucho tiempo para poder contener un apropiado volumen de vacío o los diversos componentes en los que se filtrase la electricidad a través de un hueco muy pequeño.

Y también había otros inconvenientes. La válvula podía romperse o dejar pasar corriente y, en uno u otro caso, se hacía inservible. (En los primeros aparatos de radio y televisión continuamente se estaban cambiando las válvulas, y sobre todo en los televisores parecía casi necesario un reparador permanente.) Asimismo, las válvulas no funcionaban hasta que los filamentos se encontrasen lo suficientemente calientes, por lo que era necesaria una considerable cantidad de corriente y había que esperar un buen tiempo para que el aparato «se calentara».

En la década de 1940, varios científicos de los «Bell Telephone Laboratories» se interesaron por las sustancias llamadas «semiconductores». Estas sustancias, tales como el silicio y el germanio, conducen la electricidad de una manera moderada. Así, pues, el problema consistió en averiguar las causas de tal comportamiento. Los investigadores de «Bell Telephone Laboratories» descubrieron que esa peculiar conductividad obedecía a ciertas impurezas residuales mezcladas con el elemento.

Consideremos, por ejemplo, un cristal de germanio puro. Cada átomo tiene 4 electrones en su capa exterior y, según la disposición regular de los átomos en el cristal, cada uno de los 4 electrones se empareja con un electrón del átomo contiguo, así que todos los electrones forman pares unidos por lazos estables. Como esa distribución es similar a la del diamante, todas las sustancias como el germanio, silicio, etc., se denominan «diamantinas».

Si ahora agregamos un poco de arsénico a esa presunta disposición diamantina, el cuadro se complica no poco. El arsénico tiene 5 electrones en su capa exterior. Cuando el átomo de arsénico sustituya al de germanio en el cristal, podrá emparejar 4 de sus 5 electrones con los átomos vecinos, pero el 5.° «quedará suelto». Ahora bien, si aplicamos un voltaje eléctrico a ese cristal, el electrón suelto deambulará en dirección al electrodo positivo. No se moverá con tanta soltura como lo harían los electrones en un metal conductor, pero el cristal conduciría la electricidad mejor que los cuerpos aislantes, como el azufre o el vidrio.

Lo dicho no es muy sorprendente, pero ahora, nos encontramos con un caso bastante más extraño. Añadamos al germanio un poco de boro en lugar de arsénico. El átomo de boro tiene sólo 3 electrones en su órbita exterior, que pueden emparejarse con otros tantos del átomo vecino de germanio. Pero, ¿qué sucede con el cuarto electrón de este último átomo? ¡Este electrón se empareja con la «nada»! Y no está fuera de lugar el empleo de la palabra «nada», porque en ese lugar donde el electrón debería encontrar un asociado en el cristal de germanio puro parece realmente vacío. Si se aplica corriente eléctrica al cristal contaminado por el boro, el siguiente electrón vecino, atraído por el electrodo positivo, se moverá hacia ese vacío. Y, al obrar así, deja un vacío donde estaba, y el electrón vecino más alejado del electrodo positivo se apresura a ocuparlo. Por tanto, este vacío se traslada hacia el electrodo negativo, moviéndose exactamente como un electrón, aunque en dirección contraria. Resumiendo: se ha hecho conductor de corriente eléctrica.

Para trabajar eficazmente, el cristal debe ser casi puro, o sea, tener la cantidad justa

de impurezas específicas (por ejemplo, arsénico o boro).

El semiconductor germanio-arsénico con un electrón volante es, según se dice, del «tipo *n» (n* por «negativo»). El semiconductor germanio-boro con un vacío volante que actúa como si estuviera cargado positivamente es del «tipo *p» (p* por positivo).

A diferencia de los conductores ordinarios, la resistencia eléctrica de los semiconductores desciende cuando se eleva la temperatura. Ocurre esto porque las temperaturas elevadas debilitan la retención de electrones por los átomos y, consecuentemente, aquéllos tienen más libertad de movimiento. (En un conductor metálico, los electrones tienen ya suficiente libertad a temperaturas ordinarias. La elevación de temperatura induce más movimientos erráticos y obstaculiza su flujo en respuesta al campo eléctrico.) Al determinarse la resistencia de un semiconductor, se pueden medir temperaturas que son demasiado elevadas para su adecuada medición con otros métodos. Ese semiconductor medidor de temperaturas ha recibido el nombre de *termistor.*

Pero los semiconductores en combinación pueden hacer mucho más. Supongamos ahora que hacemos un cristal de gemanio con los tipos *p* y *n a* partes iguales. Si conectamos la mitad «tipo *n*» con un electrodo negativo y la «tipo p» con un electrodo positivo, los electrones del lado «tipo n» atravesarán el cristal hacia el electrodo positivo, y los vacíos del lado «tipo p» se moverán en dirección opuesta hacia el electrodo negativo. Por tanto, una corriente fluye a través del Cristal. Invirtamos ahora la situación, es decir, conectemos la mitad «tipo n» con el electrodo positivo y la mitad «tipo p» con el electrodo negativo. Esta vez los electrones del lado *n* se moverán hacia el electrodo positivo —es decir, se alejarán del lado *p*—, e igualmente los vacíos del lado p se apartarán del lado *n.* En consecuencia, las regiones limítrofes en la divisoria entre los lados *n y p* pierden sus electrones y vacíos libres. Ello entraña una ruptura del circuito y, por tanto, no circula la corriente.

En suma, tenemos ya una estructura que puede actuar como rectificador. Si transmitimos una corriente alterna a ese cristal binario, el cristal dejará pasar la corriente sólo en una dirección. Por lo tanto, la corriente alterna se convertirá en corriente continua. El cristal serviría de diodo, tal como el tubo catódico (o «válvula»).

Con ese dispositivo, la Electrónica dio media vuelta para utilizar el primer tipo de rectificador empleado en la radio, a saber, la «galena». Pero esta nueva clase de cristal *fue* mucho más efectiva y variada. Sus ventajas sobre el tubo catódico fueron impresionantes. Por lo pronto resultó más ligera y resistente, mucho menos maciza, invulnerable a las descargas y no se calentaba, todo lo cual la hizo más durable que el tubo. Se denominó al nuevo elemento —por sugerencia de John Robinson Pierce, de los laboratorios «Bell»— «transistor», porque *transfería* una señal a través de un *resistor* (fig. 9.14).

En 1948, William Bradford Shockley, Walter Houser Brattain y John Bardeen, de los laboratorios «Bell» construyeron un transistor que podía actuar como amplificador. Era un cristal de germanio con una sutil sección tipo *p* emparedada entre dos terminales tipo *n.* En realidad, un triodo equivalente a una rejilla entre el filamento y la placa. Reteniendo la carga positiva en el centro del tipo *p,* se pudo enviar los vacíos a través de la divisoria para controlar el flujo de electrones. Por añadidura, una pequeña variación en la corriente del tipo *p* originó una considerable variación en la corriente del sistema semiconductor. Así, el triodo semiconductor pudo servir como amplificador, tal como lo hubiera hecho el triodo de un tubo catódico. Shockley y sus colaboradores Brattain y Bardeen recibieron el premio Nobel de Física en 1956.

Por muy excelente que pareciera teóricamente el funcionamiento de los transistores, *su* empleo en la práctica requirió ciertos adelantos concomitantes de la tecnología. (Ésta es una realidad inalterable en la ciencia aplicada.) La eficiencia de un transistor estribó no poco en el empleo de materiales extremadamente puros, de tal forma que se pudiera revisar con todo detenimiento la naturaleza y concentración de impurezas adicionales.

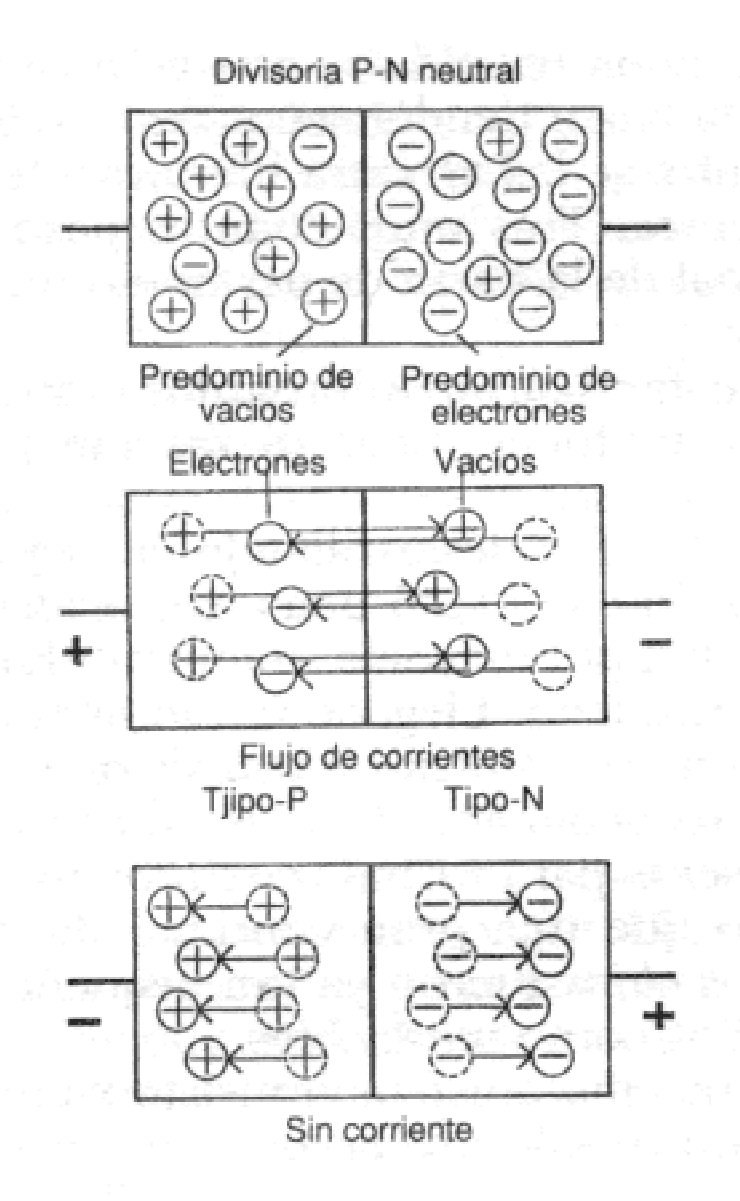


FIG. 9.14. *Principio del transistor.*

Afortunadamente, William Gardner Pfann aportó, en 1952, la técnica de refinadura por zonas. Se coloca una barra —por ejemplo de germanio— en el vértice de un elemento calefactor circular, que reblandece y empieza a fundir una sección de la barra. Luego se hace penetrar más la barra en el vértice, y la zona fundida se mueve a lo largo de él. Las impurezas de la barra tienden a concentrarse en la zona fundida y, por tanto, se las arrastra literalmente así hasta el extremo de la barra. Tras unos cuantos pasos semejantes, el cuerpo principal de la barra de germanio muestra una pureza insuperable.

En 1953 se fabricaron minúsculos transistores para su empleo como audífonos, unas piezas tan pequeñas que se podían ajustar al oído.

El transistor se fue desarrollando en seguida de una forma segura, por lo que captó unas frecuencias cada vez más elevadas, resistiendo mayores temperaturas y haciéndose cada vez más pequeño. Llegado el momento se hizo tan diminuto que ya no se emplearon transistores individuales. En vez de ello, unos pequeños *chips* de sílice fueron manejados *microscópicamente* para formar *circuitos integrados,* que harían lo mismo que una gran cantidad de válvulas. En los años 1970, esos *chips* fueron ya tan pequeños que empezó a pensarse en ellos como *microchips.*

Esos pequeños mecanismos transistorizados, que son ahora de empleo universal,

ofrecen tal vez la más asombrosa revolución de todas las revoluciones científicas que han tenido lugar en la historia humana. Han hecho posibles las pequeñas radios, pero también han mostrado sus enormes habilidades en los satélites artificiales y en las sondas espaciales; y por encima de todo, han hecho factible el desarrollo de unos ordenadores cada vez más pequeños, más baratos y más versátiles, así como también los robots en los años 1980. De estas dos últimas cosas hablaremos en el capítulo 17.

MÁSER Y LÁSER

Máseres

Tal vez la novedad más fascinante entre todos los inventos recientes comience con las investigaciones referentes a la molécula del amoníaco (NH_3). Sus 3 átomos de hidrógeno están dispuestos como si ocuparan los tres vértices de un triángulo equilátero, mientras que el único átomo de nitrógeno se halla sobre el centro del triángulo, a cierta distancia.

La molécula de amoníaco tiene capacidad para vibrar. Es decir, el átomo de nitrógeno puede atravesar el plano triangular para ocupar una posición equivalente en el lado opuesto, regresar luego al primer lado y proseguir indefinidamente ese movimiento. En verdad se puede hacer vibrar la molécula del amoníaco con una frecuencia natural de 24 mil millones de veces por segundo.

Este período vibratorio es extremadamente constante, mucho más que el período de cualquier artificio cuyas vibraciones obedezcan a la acción humana, mucho más constante, incluso, que el movimiento de los cuerpos astronómicos. Mediante preparativos adecuados esas moléculas vibradoras pueden regular las corrientes eléctricas, que, a su vez, regularán los aparatos cronometradores con una precisión sin precedentes, algo demostrado en 1949 por el físico norteamericano Harold Lyons. Hacia mediados de la década de los cincuenta, esos «relojes atómicos» superaron largamente a todos los cronómetros ordinarios. En 1964 se consiguió medir el tiempo con un error de 1 seg por cada 100.000 años, empleando un máser que utilizaba átomos de hidrógeno.

En el curso de esas vibraciones, la molécula de amoníaco libera un rayo de radiación electromagnética cuya frecuencia es de 24 mil millones de ciclos por segundo. Su longitud de onda es 1,25 cm. Así, pues, están en la región de las microondas. Para observar este hecho desde otro ángulo, basta imaginar que la molécula de amoníaco puede ocupar uno de dos niveles energéticos cuya diferencia de energía es igual a la de un fotón que represente una radiación de 1,25 cm. Si la molécula de amoníaco desciende del nivel energético más alto al más bajo, emitirá un fotón de dicho tamaño. Si una molécula en el nivel energético más bajo absorbe un fotón semejante, se elevará inmediatamente al nivel energético más alto.

Pero, ¿qué ocurrirá cuando una molécula esté ya en el nivel energético más alto y quede expuesta a tales fotones? Ya en 1917, Einstein señaló que si un fotón del tamaño antedicho golpea a una molécula situada en el nivel superior, esta molécula se deslizará al nivel inferior y emitirá un fotón de idénticas dimensiones, que se moverá exactamente en la dirección del fotón entrante. Habrá, pues, dos fotones iguales donde sólo existía antes uno. Esto fue confirmado experimentalmente en 1924.

Por tanto, el amoníaco expuesto a la radiación de microondas podría experimentar dos posibles cambios: se aspiraría a las moléculas desde el nivel inferior al superior, o se las empujaría desde el superior al inferior. En condiciones ordinarias predominaría el primer proceso, pues sólo un porcentaje de moléculas ocuparía en un instante dado el nivel energético superior.

Sin embargo, supongamos que se diera con algún método para colocar todas o casi todas las moléculas en el nivel energético superior. Entonces predominaría el movimiento de arriba abajo. Y, ciertamente, ello originaría un interesante acontecimiento. La radiación entrante de microondas proporcionaría un fotón, que empujaría a la molécula hacia abajo. Luego se liberaría un segundo fotón, y los dos se

apresurarían a golpear otras tantas moléculas, con la consiguiente liberación de un segundo par. Los cuatro provocarían la aparición de cuatro más, y así sucesivamente. El fotón inicial desencadenaría un alud de fotones, todos del mismo tamaño y moviéndose exactamente en la misma dirección.

En 1953, el físico norteamericano Charles Hard Townes ideó un método para aislar las moléculas de amoníaco en el nivel energético superior y someterlas allí al estímulo de fotones microonda del tamaño apropiado. Entonces entraban unos cuantos fotones y se desataba una inundación de fotones. Así se pudo ampliar considerablemente la radiación entrante.

Se describió aquel proceso como «microwave amplification by stimulated emission of radiation», y con las iniciales de estas palabras se formó el nombre del instrumento: «máser». Pronto se crearon los máser sólidos, cuerpos en los que se podía conseguir que los electrones ocuparan uno de dos niveles energéticos. Los primeros máser, tanto gaseosos como sólidos, fueron intermitentes. Es decir, fue preciso atraerlos primero al nivel energético superior y luego estimularlos. Tras la rápida emisión radiactiva resultaba imposible obtener otra mientras no se repitiera el proceso de atracción.

Para salvar esta dificultad, el físico estadounidense de origen holandés, Nicolaas Bloembergen, decidió emplear un sistema de tres niveles. Si el material elegido como núcleo del máser puede tener electrones en cualquiera de los tres niveles energéticos —uno inferior, uno intermedio y uno superior—, entonces la atracción y la emisión pueden ser simultáneas. Se aspiran los electrones para hacerlos subir desde el nivel energético más bajo hasta el superior. Una vez allí, los estímulos adecuados les harán descender: primero, al nivel medio; luego, al inferior. Se requieren fotones de diferente tamaño para absorberlos y estimular la emisión; no habrá interferencias recíprocas entre ambos procesos. Así se tiene un máser continuo.

Como amplificador de microondas, el máser resulta ser un detector muy sensible en radioastronomía —donde los rayos microonda extremadamente débiles recibidos del espacio sidéreo se intensifican mucho por su conducto— y con gran fidelidad a las características originales de la radiación (Reproducir sin pérdida de características originales es reproducir sin «ruido». El máser es excepcionalmente'«silencioso» en este sentido de la palabra.) También aplicaron sus investigaciones al espacio. El satélite soviético *Cosmos 97* lanzado el 30 de noviembre de 1965, llevaba a bordo un máser, que trabajó satisfactoriamente. Por dicho trabajo Townes recibió en 1964 el premio Nobel de Física, que compartió con dos físicos soviéticos, Nikolái Yennediéievich Basov y Alexandr Mijáilovich Prójorov, que habían trabajado independientemente en la teoría del máser.

Láseres

Primeramente, la técnica máser fue aplicable a las ondas electromagnéticas de cualquier longitud, en particular, las de luz visible. En 1958, Townes marcó la posible ruta de tales aplicaciones a las longitudes de ondas luminosas. Se podría llamar «máser óptico» a ese mayor productor de luz. O bien definir el singular proceso como «light amplification by stimulated emission of radiation» y emplear el nuevo grupo de iniciales para darle nombre: láser. Esta palabra se hizo cada vez más popular (fig. 9.15).

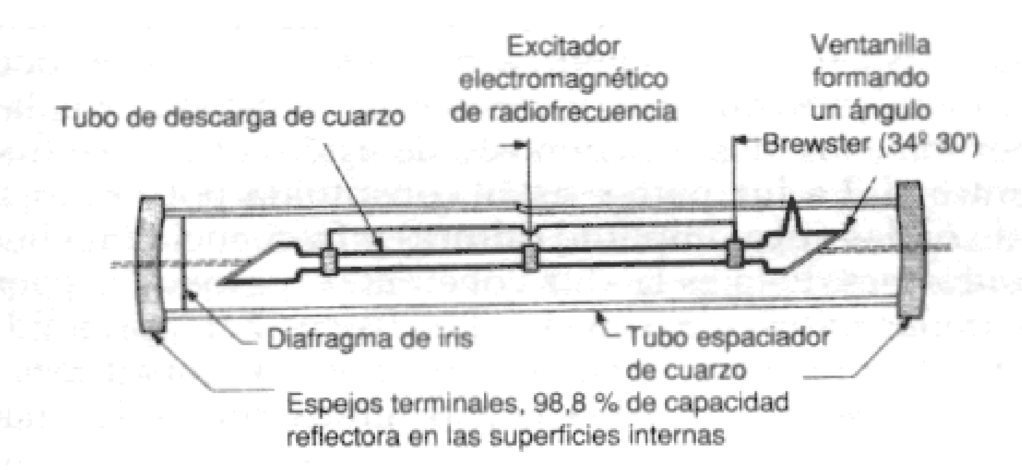


FIG. 9.15. *Onda láser continua con espejos cóncavos y ventanillas en ángulo Brewster sobre el tubo de descarga. El tubo contiene un gas cuyos átomos se elevan a niveles altamente energéticos mediante excitación electromagnética. Entonces se estimula a esos átomos, introduciendo un rayo luminoso, para que emitan energía con determinada longitud de onda. La cavidad resonante, actuando como un órgano, constituye un tren de ondas coherentes entre los espejos terminales. El sutil rayo que escapa es el llamado láser. (Según un dibujo de la revista* Science, *9 de octubre de 1964.)*

En 1960, el físico norteamericano Theodore Harold Maiman construyó el primer láser eficiente. Con tal fin empleó una barra de rubí sintético, que consiste, esencialmente, en óxido de aluminio, más una cantidad mínima de óxido de cromo. Si se expone a la luz esa barra de rubí, los electrones de los átomos de cromo ascenderán a niveles superiores, y su caída se iniciará poco después. Los primeros fotones de luz (emitidos con una longitud de onda de 694,3 mu) estimulan la producción de otros muchos fotones, y la barra emite súbitamente un rayo de fuerte luz roja.

Antes de que terminara el año 1960, el físico persa Ali Javan, de los laboratorios «Bell», preparó el láser continuo empleando una mezcla gaseosa (neón y helio) como fuente de luz.

El láser hizo posible la luz en una forma inédita. Fue la luz más intensa que jamás se produjera y la más monocromática (una sola longitud de onda), pero no se redujo a eso ni mucho menos.

La luz ordinaria producida de cualquier otra forma, desde la hoguera hasta el Sol, pasando por la luciérnaga, se compone de paquetes de ondas relativamente cortas. Cabe describirla como cortas porciones de ondas apuntando en varias direcciones. Y son innumerables las que constituyen la luz ordinaria.

Sin embargo, la luz producida por un láser estimulado consta de fotones del mismo tamaño y que se mueven en la misma dirección. Ello significa que los paquetes de ondas tienen idéntica frecuencia, y como están alineados y enlazados por los extremos —digámoslo de este modo—, se fusionan entre sí. La luz parece estar constituida por largos trechos de ondas cuya amplitud (altura) y frecuencia (anchura) son uniformes. Ésta es la «luz coherente», porque los paquetes de ondas parecen agruparse. Los físicos han aprendido a preparar la radiación coherente para largas longitudes de onda. Pero eso no se había hecho nunca con la luz hasta 1960.

Por añadidura ideóse el láser de tal forma que se acentuó la tendencia natural de los fotones a moverse en la misma dirección. Se trabajaron y platearon los dos extremos del tubo de rubí para que sirvieran como espejos planos. Los fotones emitidos circularon velozmente arriba y abajo de la barra, produciendo más fotones con cada pasada, hasta adquirir la intensidad suficiente para escapar explosivamente por el

extremo donde el plateado era más ligero. Estos fotones fueron precisamente los que habían sido emitidos en una dirección paralela al eje longitudinal de la barra, por los que circulaban, arriba y abajo, golpeando incesantemente los espejos extremos. Si un fotón de tamaño apropiado entraba en la barra siguiendo una dirección diferente (aunque la diferencia fuera muy leve) y desencadenaba un tren de fotones estimulados en esa dirección diferente, éstos escapaban por los costados de la barra, tras unas cuantas reflexiones.

Un rayo de luz láser está formado por ondas coherentes tan exactamente paralelas, que puede recorrer largas distancias sin ensancharse ni perder, por tanto, toda eficacia. Se puede enfocar con la precisión suficiente para calentar una cafetera a unos 1.600 km de distancia. Los rayos láser han alcanzado incluso la luna en 1962, y su diámetro se ha extendido sólo a 3 km después de recorrer en el espacio 402 millones de kilómetros.

Una vez inventado el láser, se evidenció un interés explosivo —y no exageramos nada— por su desarrollo ulterior. Al cabo de pocos años se habían ideado láseres individuales que podían producir luz coherente cuyas distintas longitudes de onda se contaban por centenares: desde la cercana luz ultravioleta, hasta la distinta infrarroja.

Se obtuvo la acción láser de una infinita variedad de sólidos, óxidos, metálicos, fluoruros y tungstatos, semiconductores, líquidos y columnas gaseosas. Cada variedad tenía sus ventajas y desventajas.

En 1964, el físico norteamericano Jerome V. V. Kasper ideó el primer láser químico. En este láser, la fuente de energía es una reacción química. (En el caso del primero, fue la disociación del CF_3I mediante una pulsación lumínica.) La superioridad del láser químico sobre las variedades ordinarias estriba en que se puede incorporar al propio láser la reacción química productora de energía y, por tanto, no se requiere una fuente externa de energía. Esto es análogo a la comparación entre un mecanismo movido por baterías y otro que necesita una conexión con la red general de fuerza. Aquí hay una ventaja obvia respecto a la manejabilidad, aparte que esos láseres químicos parecen ser muy superiores, por su eficacia, a las variedades ordinarias (un 12 % largo, comparado con *un 2 %* corto).

Los láseres orgánicos —aquellos en los que se utiliza como fuente de luz coherente un complejo tinte orgánico— aparecieron en 1966 y fueron ideados por John R. Lankard y Piotr Sorokin. La complejidad molecular posibilita la producción de luz mediante una gran diversidad de reacciones electrónicas y, por consiguiente, con muy diversas longitudes de onda. Así, es posible «sintonizar» un láser orgánico para que emita cualquier longitud de onda dentro de una periferia determinada, en lugar de confinarlo a una sola longitud de onda, como ocurre con los demás.

El rayo láser es muy fino, lo cual significa que se puede enfocar gran cantidad de energía en un área sumamente reducida; dentro de esa área, la temperatura alcanza niveles extremos. El láser puede vaporizar el metal para rápidos análisis e investigaciones del espectro; también puede soldar, cortar y perforar sustancias con un elevado punto de fusión. Aplicando el rayo láser al ojo humano, los cirujanos han conseguido soldar tan rápidamente las retinas desprendidas, que los tejidos circundantes no han sufrido la menor lesión por efecto del calor; y han empleado un método similar para destruir tumores.

Deseando evidenciar la amplia gama de las aplicaciones «láser», Arthur L. Shawlow ideó algo trivial, pero impresionante: una goma de borrar láser que, con un fucilazo asombrosamente breve, vaporiza la tinta mecanográfica de las letras escritas sin chamuscar siquiera el papel; en el otro extremo de la escala están los interferómetros láser, que pueden tomar medidas con una precisión sin precedentes. Cuando se intensifican las tensiones del globo terráqueo, resulta posible hoy día detectarlas mediante varios láseres: los cambios en las bandas de interferencia de sus luces delatarán hasta el más íntimo movimiento terrestre con la sutil precisión de una parte por cada mil millones de millones. Por otro lado, los primeros hombres que alcanzaron la Luna dejaron allá un mecanismo reflector ideado para proyectar rayos láser hacia la

Tierra. Con este método se puede determinar la distancia a la Luna con mayor exactitud generalmente que las distancias entre dos puntos de la superficie terrestre.

Una aplicación factible que despertó gran entusiasmo desde los comienzos fue el empleo de los rayos láser como rayos transmisores de comunicaciones. La alta frecuencia de la luz coherente, comparada con las radioondas coherentes utilizadas hoy por la radiodifusión y la televisión, parece ser capaz de aglomerar muchos miles de canales en espacios que ahora mantienen un solo canal. Ello hace pensar que algún día cada ser humano podrá tener su propia longitud de onda. Naturalmente, será preciso modular la luz láser. Para ello habrá necesidad de convertir en luz láser alterna las corrientes eléctricas alternas producidas por el sonido (bien sea mediante cambios en la amplitud de su frecuencia, o quizás encendiéndola y apagándola de forma intermitente), lo cual podría servir, a su vez, para producir corriente eléctrica alterna en otros lugares. Ya se está trabajando en el desarrollo de tales sistemas.

Como la luz está mucho más expuesta que las radioondas a las interferencias ocasionadas por nubes, niebla, bruma y polvo, tal vez sea necesario conducir la luz láser por medio de tuberías provistas de lentes (para reconcentrar los rayos a intervalos) y espejos (para reflejarlos en los recodos). No obstante, se ha ideado un láser de anhídrido carbónico que emite ininterrumpidamente unos rayos láser cuya inaudita potencia les permite internarse en la zona infrarroja lo suficiente para librarse casi por completo de las perturbaciones atmosféricas. Esto posibilitaría también la comunicación a través de la atmósfera.

De una forma práctica más inmediata es la posibilidad de emplear los rayos de láser modulados en *fibras ópticas,* tubos de cristal supertransparente más finos que un cabello humano, para remplazar los cables de cobre aislados en las comunicaciones telefónicas. El vidrio es tremendamente barato y más común que el cobre y puede llevar mucha más información con ayuda de la luz láser. En muchos lugares, los robustos cables de cobre enrollado están dejando lugar a los muchos menos voluminosos manojos de fibras ópticas.

Una aplicación más portentosa aún de los rayos láser —sobre la cual se habla mucho hoy— es una nueva especie de fotografía. En la fotografía corriente, sobre la película fotográfica se proyecta un rayo de luz ordinaria reflejado desde un objeto. Lo que se registra es la sección transversal de la luz, y ello no representa, ni mucho menos, la información potencial que puede contener.

Supongamos, por el contrario, que un rayo de luz se divide en dos. Una parte incide sobre un objeto y se refleja con todas las anormalidades que pueda imponerle ese objeto. La segunda parte se refleja en un espejo sin irregularidades. Luego ambas partes convergen en la película fotográfica, en la que se registra la interferencia de las diversas longitudes de onda. Teóricamente, esa grabación de las interferencias debería incluir todos los datos referentes a cada rayo luminoso. La fotografía que registra dicho esquema de interferencias parece estar velada cuando se la revela, pero si se proyecta una luz a través de la película fotográfica, esa luminosidad hará resaltar las características de la interferencia y se obtendrá una imagen con información completa. Tal imagen será tridimensional, tal como la superficie sobre la que se reflejara la luz; entonces, para demostrar el cambio habido en la perspectiva, se puede fotografiar la imagen desde diversos ángulos con el método fotográfico ordinario.

En 1947, el físico británico, de origen húngaro, Dermis Gabor, desarrolló por primera vez este concepto cuando investigaba métodos para perfilar la imagen producida por los microscopios electrónicos. Lo denominó «holografía», voz derivada de una palabra latina que significa «escrito de puño y letra».

Aunque la idea de Gabor tenía una sólida base teórica, resultó ser inaplicable porque la luz ordinaria no servía para ese fin. Con longitudes de ondas muy diversas y moviéndose en todas direcciones, las bandas de interferencia producidas por los dos rayos de luz serían tan caóticas que no facilitarían la menor información. Ello equivaldría a producir un millón de imágenes turbias, todas ellas superimpuestas en posiciones ligeramente distintas.

La introducción de la luz láser produjo un cambio total. En 1965, Emmet N. Leith y Juris Upatnieks, de la Universidad de Michigan, lograron plasmar los primeros hologramas. Desde entonces, la técnica se ha perfilado hasta el punto de hacer posible la holografía en color y permitir ver con luz ordinaria las bandas de interferencia fotografiadas. La Microholografía promete agregar una nueva dimensión a las investigaciones biológicas, y nadie puede predecir hasta dónde llegará el «proceso» láser.

Capitulo 10

ELREACTOR

ENERGÍA

Los rápidos avances tecnológicos del siglo XX han sido posibles a costa de un formidable incremento en nuestro consumo de la energía que producen las fuentes terrestres. Cuando las naciones subdesarrolladas, con sus miles de millones de habitantes, se incorporen a los países industrializados y compartan su alto nivel de vida, el combustible se consumirá en proporciones aún más sensacionales. ¿Dónde encontrará el género humano las reservas de energía requeridas para sustentar semejante civilización?

Ya hemos visto desaparecer una gran parte de los bosques que cubren la superficie terrestre. La madera fue el primer gran combustible del hombre. A principios de la Era cristiana, casi toda Grecia, África del Norte y el Oriente *Próximo* fueron despojados inexorablemente de sus florestas, en parte para obtener combustible, y, en parte, para roturar la tierra con objeto de dedicarla a las tareas agropecuarias. La tala indiscriminada de bosques fue un desastre de doble alcance. No sólo destruyó las reservas de madera; el desmonte drástico de la tierra entrañó también la destrucción más o menos permanente de toda fertilidad. Casi todas esas regiones antiguas, que antaño sustentaran las más prósperas culturas humanas, son hoy día estériles e improductivas y están pobladas por gentes incultas, míseras.

La Edad Media presenció la progresiva despoblación forestal de Europa Occidental, y los tiempos modernos han visto una despoblación aún más rápida del continente norteamericano. Apenas quedan ya grandes masas de madera virgen en las zonas templadas del mundo, si se exceptúan Canadá y Siberia.

Carbón y petróleo: dos combustibles fósiles

El carbón y el petróleo desempeñaron el papel de la madera como combustible. El carbón ya fue mencionado por el botánico griego Teofrasto el año 200 a. de J.C., pero los primeros registros de la minería del carbón en Europa no se remontan a antes del siglo XII. Hacia el siglo XVII, Inglaterra, desforestada, y desesperadamente carente de madera para sus navios, comenzó a derivar hacia el empleo a gran escala del carbón como combustible, inspirada tal vez en el hecho de que los neerlandeses habían comenzado a excavar en busca de carbón. (Pero no fueron los primeros. Marco Polo, en su famoso libro acerca de sus viajes por China a fines del siglo XIII, ya describió cómo quemaban carbón en esas tierras, que eran las más avanzadas tecnológicamente del mundo.)

En 1660, Inglaterra estaba ya produciendo 2 millones de toneladas de carbón al año, o más del 80 % de todo el carbón que se producía en el mundo.

Al principio, se empleó sobre todo como combustible doméstico, pero, en 1603, un inglés llamado Hugh Platt descubrió que si se calentaba el carbón de una forma en que el oxígeno no llegase a él, el material que aún contenía podía eliminarse y quemarse. Lo que restaba era carbono casi puro y a este residuo se le llamó coque.

Al principio el coque no era de una calidad muy elevada. Se mejoró con el tiempo y llegado el momento pudo emplearse como carbón vegetal (de madera) para fundir las menas de hierro. El coque se quemaba a elevada temperatura, y sus átomos de

carbono se combinaban con los átomos de oxígeno del núcleo de hierro, dejando tras de sí el carbono metálico. En 1709, un inglés, Abraham Darby, comenzó a emplear el coque a gran escala para conseguir hierro. Cuando llegó la máquina de vapor, el calor se usó para calentar y hervir el agua y de esa manera la Revolución industrial recibió un impulso hacia delante.

El cambio fue más lento en otras partes. Incluso en 1800, la madera proporcionaba el 94 % de las necesidades de combustibles de los jóvenes Estados Unidos, ricos en bosques. Sin embargo, en 1875 la madera suministraba sólo el 50 % de las necesidades de combustible y, hacia 1980, sólo menos del 3 %. El equilibrio, además, ha variado desde el carbón al petróleo y al gas natural. En 1900, la energía suministrada por el carbón, en Estados Unidos, era diez veces superior a la suministrada por el petróleo y el gas juntos. Medio siglo después, el carbón sólo suministra una tercera parte respecto de la energía facilitada por el petróleo y el gas.

En los tiempos antiguos, el aceite que se empleaba para quemarlo en lámparas para iluminación, derivaba de plantas y de recursos animales. A través de los prolongados eones del tiempo geológico, sin embargo, los diminutos animales ricos en aceite de los mares someros, a veces, moribundos, habían escapado de ser comidos pero quedaron mezclados en el barro y enterrados bajo capas de sedimentos. Tras un lento cambio químico, el aceite se convirtió en una compleja mezcla de hidrocarburos y es ahora llamado apropiadamente petróleo (de una voz latina que significa «piedra aceitosa»). Sin embargo, ha sido tal su importancia para la Humanidad en el último par de generaciones, que no se ha hablado de otra cosa.

El petróleo se encuentra en ocasiones en la superficie terrestre, particularmente en el rico en petróleo Oriente Medio. Era la pez con que se instruyó a Noé que revistiera por dentro su arca para hacerla del todo estanca. De la misma forma, cuando Moisés fue metido en una canastilla cuando era bebé para que flotase en el agua, también la revistieron de pez para evitar que se hundiese. Las fracciones más ligeras del petróleo *(naftas)* eran a veces recogidas y empleadas en lámparas, o para conseguir unas llamas para ritos religiosos.

En los años 1850, se necesitaban líquidos inflamables para las lámparas. Existían entonces el aceite de ballena y también el aceite de carbón (obtenido calentando carbón en ausencia de aire). Otra fuente la constituía el esquisto, un material suave que parecía una especie de cera. Cuando se calentaba, liberaba un líquido llamado *queroseno.* Dichos esquistos se encontraron en Pensilvania occidental y, en 1859, un maquinista de ferrocarril estadounidense, Edwin Laurentine Drake, intentó algo nuevo.

Drake sabía que la gente excavaba pozos para obtener agua, y que en ocasiones ahondaba aún más para conseguir salmuera (agua muy salada que se empleaba para obtener sal). Pero algunas veces, entre la salmuera surgía una inflamable materia oleosa. Existían informes de que, en China y Birmania, hacía ya dos mil años que se quemaba este aceite y que se empleaba el calor para extraer agua de la salmuera, dejando así atrás la sal.

¿Por qué no excavar en busca de ese aceite? En aquellos tiempos no sólo se empleaba como combustible de las lámparas, sino también con fines médicos, y Drake creyó que habría un buen mercado para cualquier cosa que consiguiese extraer con sus excavaciones. Perforó un agujero de más de veinte metros bajo el suelo de Titusville, en Pensilvania occidental, y, el 28 de agosto de 1859, «descubrió petróleo». Había perforado el primer *pozo petrolífero.*

Durante el primer medio siglo, los usos de aquel petróleo resultaron limitados; pero, con la llegada del motor de combustión interna, empezó a haber una gran demanda de petróleo. Una fracción líquida, más ligera que el queroseno (es decir, más volátil y más fácilmente convertible en vapor), era exactamente la cosa que se quemaría en los nuevos motores. La fracción resultó ser la *gasolina,* con lo que empezó la gran búsqueda de petróleo y, durante el último siglo, esto es algo que nunca ha cesado.

Los campos petrolíferos de Pensilvania quedaron pronto agotados, pero se

descubrieron otros más extensos en Texas a principios del siglo XX y los más grandes aún en Oriente Medio fueron descubiertos a mediados del siglo XX.

El petróleo tiene numerosas ventajas frente al carbón. Los seres humanos no tienen que meterse debajo de tierra para hacer aflorar el petróleo, ni tampoco necesitan de numerosos fletes, ni ha de guardarse en sótanos ni meterse a paletadas en los hornos, ni tampoco deja cenizas que haya luego que retirar. El petróleo es bombardeado fuera del suelo, distribuido por oleoductos (o por petroleros desde ultramar), su llama se enciende y se apaga a voluntad y no deja residuos de cenizas. Particularmente después de la Segunda Guerra Mundial, el mundo globalmente ha derivado en gran parte desde el carbón al petróleo. El carbón sigue siendo una materia vital en el laboreo del hierro y del acero y para muchísimos otros propósitos, pero el petróleo se ha convertido en la mayor fuente de combustible del mundo.

El petróleo incluye algunas fracciones tan volátiles que constituye vapores a temperatura ordinaria. Se trata del *gas natural.* El gas es mucho más conveniente que el petróleo y su uso ha ido creciendo aún más rápidamente que el de las fracciones líquidas del petróleo.

Sin embargo, se trata de unos recursos limitados. El gas natural, el petróleo y el carbón son *combustibles fósiles,* reliquias de la vida vegetal y animal de hace muchos eones, y no pueden remplazarse una vez se hayan agotado. En lo que se refiere a los combustibles fósiles, los seres humanos están viviendo de su capital a un ritmo extravagante.

En particular, el petróleo se está agotando muy de prisa. El mundo quema ahora más de 4 millones de barriles de petróleo por hora y, a pesar de todos los esfuerzos que se han hecho por su conservación, el índice de consumo continuará aumentando en un próximo futuro. Aunque aún queden en la tierra cerca de mil billones de barriles, esto no representa más que el suministro para treinta años a los actuales niveles de consumo.

Naturalmente, pueden formarse petróleos adicionales por la combinación del más común carbón con hidrógenos bajo presión. Este proceso se desarrolló en primer lugar por el químico alemán Friedrich Bergius, en los años 1920, y como resultado de ello compartió el premio Nobel de Química del año 1931. Las reservas de carbón son bastante grandes, tal vez de unos 7 mil billones de toneladas, pero no todo el carbón es fácil de sacar a la superficie. Hacia el siglo XXV, o más pronto, el carbón puede haberse convertido en un auténtico lujo.

Hay esperanza de nuevos hallazgos. Tal vez nos aguarden algunas sorpresas a juzgar por los indicios de carbón y petróleo en Australia, el Sahara y las regiones antarticas. Además, los adelantos tecnológicos pueden abaratar la explotación de cuencas carboníferas cada vez más profundas, horadar la tierra progresivamente en busca de petróleo y extraer este combustible de las reservas submarinas.

Sin duda encontraremos los medios de usar nuestro combustible con más eficacia. El proceso de quemar combustible para producir calor, convertir el agua en vapor, mover un generador o crear electricidad, desperdicia grandes cantidades de energía en el camino. Se podrían evitar muchas pérdidas si se transformase directamente el calor en electricidad. La posibilidad de hacer tal cosa se presentó el año 1823, cuando un físico alemán, Thomas Johann Seebeck, observó que si se unen dos metales diferentes en un circuito cerrado y se calienta la divisoria entre ambos elementos, se mueve la aguja de una brújula situada en sus inmediaciones. Ello significa que el calor produce una corriente eléctrica en el circuito («termoelectricidad»); pero Seebeck interpretó erróneamente su propio trabajo y el descubrimiento no tuvo consecuencias provechosas.

Sin embargo, con la llegada del semiconductor y sus técnicas, renació el antiguo «efecto Seebeck». Los aparatos termoeléctricos requieren semiconductores. Calentando el extremo de un semiconductor se crea un potencial eléctrico en la materia; cuando el semiconductor es del tipo *p,* el extremo frío se hace negativo; y si

es del tipo *n,* positivo. Ahora bien, incorporando una estructura en forma de U a ambos tipos de semiconductores, con la juntura *n-p* bajo el fondo de la U, este fondo caldeado ocasionará que el extremo superior de la rama *p* gane una carga negativa y el extremo superior de la rama *n,* una positiva. De este modo, la corriente fluirá desde un extremo hasta el otro, y seguirá haciéndolo mientras se mantenga la diferencia de temperaturas (fig. 10.1.). (E inversamente, el uso de una corriente puede causar un descenso de temperatura, de modo que el aparato termoeléctrico tiene también aplicación como refrigerador.)

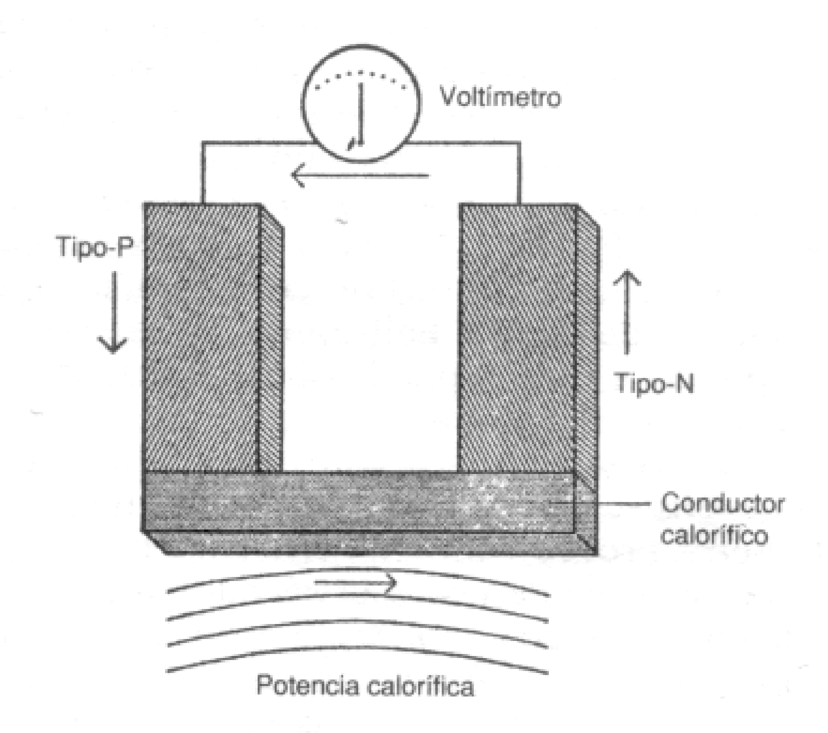


FIG. 10.1. *La célula termoeléctrica. El conductor calorífico origina el flujo de electrones hacia el extremo frío del conductor tipo-*n*, y desde la región fría a la caliente del tipo-*p*. Si forma un circuito, la corriente fluye en la dirección que marcan las flechas. Así se convierte el calor en energía eléctrica.*

La célula termoeléctrica no requiere generadores costosos ni macizas máquinas de vapor, es portátil y se la puede instalar en zonas aisladas como suministradora en pequeña escala de electricidad. Todo cuanto necesita como fuente energética es un calentador de queroseno. Según se informa, la Unión Soviética emplea usualmente tales artificios en las zonas rurales.

A pesar de todos los posibles incrementos en la eficiencia del empleo del combustible y de lo probable del hallazgo de nuevos yacimientos de carbón y de petróleo, todas esas fuentes de energía son definitivamente limitadas. Llegará un día, y no muy lejano, en que ni el carbón ni el petróleo servirán como fuente de energía a gran escala.

El empleo de los combustibles fósiles deberá ser reducido, y con toda probabilidad antes de que los suministros actuales escaseen, puesto que su uso creciente presenta asimismo sus peligros. El carbón no es carbono puro, ni el petróleo hidrocarburo puro. En cada sustancia, existen cantidades menores de nitrógeno y de compuestos sulfurosos. Al quemar los combustibles fósiles (sobre todo el carbón), se liberan óxidos de nitrógeno y de azufre en el aire. Una tonelada de carbón no libera muchos de estos componentes, pero con todo lo que se llega a quemar, están siendo descargadas unos 90 millones de toneladas de óxidos de azufre en la atmósfera cada año, y eso sólo en el transcurso de los años 1970.

Tales impurezas son una fuente primaria de la contaminación del aire y, en las condiciones meteorológicas apropiadas, del llamado *smog* (es decir, niebla de humo), que se deposita sobre las ciudades como una manta, daña los pulmones y puede matar a las personas que ya padecen de trastornos pulmonares.

Esa contaminación es limpiada del aire a través de la lluvia, pero esto meramente es una solución que crea un nuevo y posiblemente peor problema. Los óxidos de nitrógeno y de azufre, al disolverse en el agua, convierten al agua en levemente acida, por lo que llegan hasta el suelo *lluvias acidas.*

La lluvia no es lo suficientemente acida como para afectarnos directamente, pero se precipita en charcas y lagos y los acidifica, sólo un poco pero lo suficiente para matar a la mayoría de los peces y a otras formas de vida acuática, especialmente si los lagos carecen de lechos de piedra caliza que puede, en parte, neutralizar el ácido. La lluvia acida perjudica asimismo a los árboles. Este daño es peor donde el carbón se quema en mayores proporciones y la lluvia cae hacia el Este, gracias a los vientos prevalecientes del Oeste. Así, la parte oriental de Canadá sufre de lluvia acida a causa del carbón que se quema en el Medio Oeste estadounidense, mientras que Suecia lo padece respecto del carbón que se quema en la Europa occidental.

Los peligros de semejante contaminación pueden aún ser mayores si los combustibles fósiles siguen quemándose y en un volumen creciente. En la actualidad, ya se han mantenido conferencias internacionales en relación con este problema.

Para corregir todo esto, el petróleo y el carbón deben limpiarse antes de quemarlos, un proceso que es posible pero que, obviamente, añade gastos al combustible. Sin embargo, aunque el carbón fuese carbono puro, y el petróleo hidrocarburo puro también, mientras se sigan quemando el problema no se acabaría. El carbono se quemaría y produciría dióxido de carbono, mientras que los hidrocarburos producirían dióxido de carbono y agua. Esos productos son relativamente inofensivos por sí mismos (aunque algún monóxido de carbono, que es del todo venenoso, se forma también), por lo que sigue sin descartarse el problema.

Tanto el dióxido de carbono como el vapor de agua son los constituyentes naturales de la atmósfera. La cantidad de vapor de agua varía de vez en cuando y de un lugar a otro, pero el dióxido de carbono se halla presente en cantidades constantes de más o menos un 0,03 % en peso. El vapor adicional de agua añadido a la atmósfera al quemar combustibles fósiles se abre camino llegado el momento en el océano y, por sí mismo, constituye una insignificante adición. Pero ese dióxido de carbono adicional se disolverá, en parte, en el océano, y, en parte, en las rocas, pero algunas cantidades continuarán en la atmósfera.

La cantidad de dióxido de carbono en la atmósfera ha aumentado en un 50 % respecto de su proporción original en 1900, y todo esto gracias a quemar carbón y petróleo, y sigue aumentando de forma crecientemente medible cada año. El dióxido de carbono adicional no crea problemas en lo que se refiere a la respiración, e incluso puede considerarse beneficioso para la vida vegetal. Sin embargo sí los crea el añadir algo al efecto invernadero, que eleva la temperatura media de la Tierra en una pequeña cantidad. Una vez más, es lo bastante escasa como para ser perceptible, pero la temperatura añadida tiende a elevar la presión del vapor en el océano y mantiene más agua en forma de vapor en el aire, en conjunto, lo cual es suficiente para aumentar todavía más el efecto invernadero.

Así, pues, resulta posible que el quemar los combustibles fósiles pueda activar una elevación suficiente en la temperatura como para que se derritan los casquetes polares, con desastrosos resultados para las líneas costeras continentales. En el caso peor, también es posible un gran cambio climático. Incluso existe la pequeña posibilidad de que se inicie un desbocado efecto invernadero que impulse a la Tierra en dirección a Venus, aunque necesitamos saber aún mucho más acerca de la dinámica atmosférica y de los efectos de la temperatura antes de hacer algo más que conjeturas.

Sin embargo, en cualquier caso el seguir quemando combustibles fósiles es algo que debe tratarse con considerable cautela.

No obstante, el hombre seguirá necesitando energía e incluso mayores cantidades que las requeridas hasta ahora. ¿Cómo proceder entonces?

Energía solar

Una posibilidad es hacer creciente uso de las fuentes cuya energía sea renovable: aprovechar la energía terrestre viviendo de las rentas, no del capital. La madera podría ser ese recurso si se dejara crecer el bosque y se recogiera la cosecha, aunque el bosque por sí solo no bastará ni mucho menos para satisfacer todas las necesidades de energía. También podríamos dar mayor aplicación al poder del viento y el agua, si bien estos elementos tampoco podrán ser nunca algo más que fuentes subsidiarias de energía. Lo mismo cabe decir de otras fuentes potenciales de energía en la tierra tales como la búsqueda de calor interno (por ejemplo, fuentes termales) o el aprovechamiento de las mareas oceánicas.

Mucho más trascendental a largo plazo es la posibilidad de encauzar directamente parte de la vasta energía vertida sobre la Tierra por el Sol. Esta «insolación» produce energía a un ritmo 50.000 veces mayor que toda la energía consumida en nuestro planeta. A este respecto, la «batería solar» es un artificio particularmente prometedor, pues hace uso también de semiconductores (fig. 10.2).

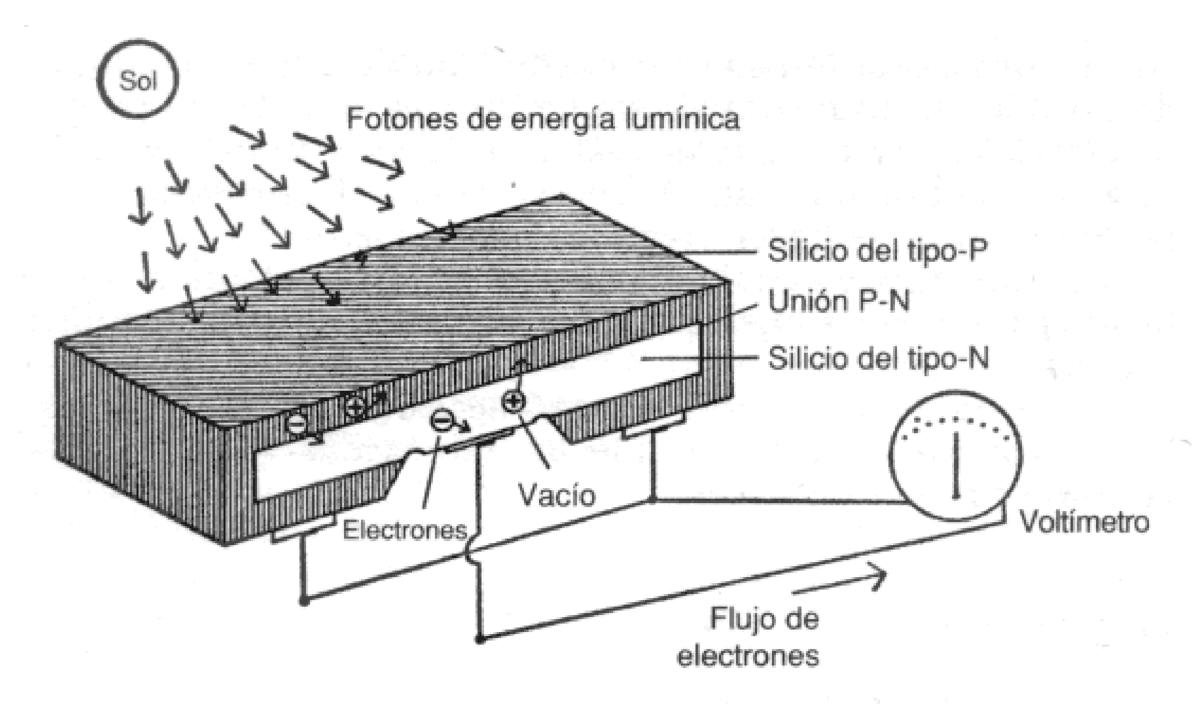


FIG. 10.2. *Célula de una batería solar. Los rayos solares inciden sobre la tenue pastilla y liberan los electrones, formando así pares de vacíos-electrones. La divisoria* p-n *actúa como una barrera, o campo eléctrico, separando los electrones de los vacíos. Por tanto se desarrolla una diferencia potencial a través de la divisoria, y entonces fluye la corriente por el circuito alámbrico.*

Según la han diseñado los «Bell Telephone Laboratories» en 1954, es un «emparedado», plano de semiconductores tipo n y tipo *p.* La luz solar cayendo sobre la placa desaloja de su lugar a algunos electrones. La transferencia se conecta, como lo haría una batería ordinaria, con un circuito eléctrico. Los electrones liberados se mueven hacia el polo positivo y los vacíos marchan hacia el polo negativo,

constituyéndose así una corriente. La batería solar puede desarrollar potenciales eléctricos de medio voltio y hasta 9 W de fuerza por cada centímetro cuadrado expuesto al sol. Esto no es mucho, pero lo más espléndido de la batería solar es que no tiene líquides, ni productos químicos corrosivos ni partes móviles..., se limita a generar electricidad indefinidamente mientras le dé el sol.

El satélite artificial *Vanguard I,* lanzado por Estados Unidos el 17 de marzo de 1958, fue el primero equipado con una batería solar para emitir sus señales radioeléctricas. Estas señales se siguen oyendo todavía al cabo de tanto tiempo, y seguirán dejándose oír durante muchos años.

La cantidad de energía que cae sobre un área de terreno en cualquier lugar soleado de la Tierra es de 9,4 millones de kilovatios-hora por año. Si algunas zonas especialmente favorecidas bajo ese aspecto, es decir, regiones desérticas como el Valle de la Muerte y el Sahara, estuviesen cubiertas con baterías solares y acumuladores eléctricos, podrían proveer al mundo con la electricidad necesaria por tiempo indefinido..., concretamente tanto como viva la raza humana, si no se suicida antes.

Una de las pegas, naturalmente, es la del coste. Los cristales puros de silicio que se deben recortar para las células necesarias resultan caros. En realidad, desde 1954 el precio se ha rebajado hasta un 1/250 de lo que era en un principio pero la electricidad solar sigue siendo diez veces más cara que la generada por el petróleo.

Naturalmente, las células fotovoltaicas pueden llegar a ser más baratas y más eficientes, pero el recoger la luz solar no es algo tan fácil como pueda parecer. Es abundante pero diluido y, como ya he mencionado antes, han de revestirse con dichas células vastas áreas si han de servir para el mundo. Por otra parte, es de noche la mitad del tiempo y aunque sea de día, puede haber niebla, neblinas o estar nublado Incluso el despejado aire del desierto absorbe una detectable fracción de la radiación solar, especialmente cuando el Sol está bajo en el firmamento. Finalmente, el mantenimiento de unas áreas grandes y expuestas de la Tierra podría ser caro v difícil.

Algunos científicos sugieren que tales centrales eléctricas solares deberían colocarse en órbita en torno de la Tierra en unas condiciones en que la luz solar esté intacta, sin interferencias atmosféricas, con lo que la producción por unidad de área se incrementaría hasta 16 veces más, pero no es probable que esto suceda en un futuro inmediato.

EL NÚCLEO EN LA GUERRA

Entre el empleo a gran escala de los combustibles fósiles en la actualidad, y el empleo a gran escala de la energía solar en el futuro, se encuentra otra fuente de energía, disponible en grandes cantidades, que hizo su aparición más bien de forma inesperada, hace menos de medio siglo, y que tiene la potencialidad de llenar el hueco entre las dos formas de energía. Se trata de la *energía nuclear,* la energía albergada en los diminutos núcleos atómicos.

La energía nuclear es a veces llamada *energía atómica,* pero se trata de un nombre mal aplicado. Estrictamente hablando, la energía atómica es la energía que contienen las reacciones químicas, como al quemar carbón y petróleo, porque implican la conducta del átomo como un todo. La energía liberada por los cambios en el núcleo es de una clase por completo diferente y de una magnitud muchísimo mayor.

El descubrimiento de la fisión

Apenas descubierto el neutrón por Chadwick en 1932, los físicos comprendieron que ahí se les ofrecía una maravillosa clave para desentrañar el núcleo atómico. Puesto que el neutrón no tenía carga eléctrica, podría penetrar fácilmente en el núcleo cargado. Los físicos empezaron inmediatamente a bombardear diversos núcleos con neutrones para observar las posibles reacciones nucleares resultantes; entre los más apasionados investigadores de esa nueva herramienta figuró el italiano Enrico Fermi.

Fermi y sus colaboradores descubrieron que se obtenía mejores resultados cuando se frenaba a los neutrones haciéndoles pasar primero por agua o parafina. Proyectando protones contra el agua o la parafina, los neutrones moderan su marcha tal como lo haría una bola de billar al recibir los golpes de otras. Cuando un neutrón se traslada a la velocidad «termal» (velocidad normal en el movimiento de los átomos), tiene mayores probabilidades de ser absorbido por el núcleo, porque permanece más tiempo en la vecindad de éste. Hay otra forma de enfocarlo si se considera que la longitud de onda asociada al neutrón es mayor, porque la longitud de onda es inversamente proporcional al momento de la partícula. Cuando el neutrón reduce la marcha, su longitud de onda aumenta. Para emplear una metáfora, el neutrón se hace más perezoso y adquiere más volumen. Por consiguiente, golpea el núcleo con mayor facilidad, tal como una bola de bolera tiene más probabilidades de hacer un derribo total que una pelota de golf.

Esa probabilidad asignable a ciertas especies de núcleos para la captura de un neutrón se denomina su «sección transversal». Este término define metafóricamente el núcleo cual un blanco de tamaño concreto. Es más fácil lanzar una pelota de béisbol contra la pared de una granja que hacer puntería en una tabla de 30 cm a la misma distancia. Las secciones transversales del núcleo bajo el bombardeo de neutrones se calculan en mil millonésimas partes de millón de un centímetro cuadrado ($10\sim^{24}$ de cm^2). En 1942 los físicos americanos M. G. Holloway y C. P. Baker llamaron *bam* a esa unidad.

Cuando el núcleo absorbe un neutrón, su número atómico permanece invariable (porque la carga del núcleo sigue siendo la misma), pero su número másico asciendo una unidad. El hidrógeno 1 se hace hidrógeno 2, el oxígeno 17 se hace oxígeno 18, y así sucesivamente. La energía que recibe el núcleo del neutrón cuando éste penetra en su masa, puede «excitar» al núcleo, es decir, acrecentar su contenido de energía. Entonces se emite esa energía adicional en forma de rayos gamma.

El nuevo núcleo es a menudo inestable. Por ejemplo, cuando el aluminio 27 capta un neutrón y se hace aluminio 28, uno de los neutrones en el nuevo núcíeo pasa a ser rápidamente un protón (emitiendo un electrón). Este aumento en la carga positiva del núcleo ocasiona una transformación: el aluminio (número atómico 13) se hace silicio (número atómico 14).

Como el bombardeo de neutrones parecía un excelente recurso para transformar un elemento en el siguiente de la escala, Fermi decidió bombardear el uranio para ver si podía crear un elemento artificial: el número 93. Analizando los productos tras el bombardeo del uranio, él y sus colaboradores encontraron indicios de nuevas sustancias radiactivas. Creyeron tener ya el elemento 93, y lo llamaron «uranio X». Pero, ¿cómo identificar positivamente el nuevo elemento? ¿Cuáles deberían ser sus propiedades químicas?

Pues bien —se pensó—, el elemento 93 debería estar bajo el renio en la tabla periódica y, por tanto, sería similar químicamente al renio. (En realidad, y aunque nadie lo comprendiera por aquellas fechas, el elemento 93 pertenecía a una nueva y rara serie, lo cual significaba que se asemejaría al uranio, no al reino [véase capítulo 6]; así, pues, se partió con el pie izquierdo en la búsqueda de su identificación.) Si fuera como el renio, tal vez se pudiera identificar la ínfima cantidad creada de «elemento 93» mezclando los productos del bombardeo de neutrones con renio y separando después el renio mediante procedimientos químicos. El renio actuaría como un «vehículo», transportando consigo el «elemento 93» químicamente similar. Si el renio demostrara poseer radiactividad, ello traicionaría la presencia del elemento 93.

El físico alemán Otto Hahn y la científica austríaca Lise Meitner, trabajando juntos en Berlín, siguieron esa línea de experimentación. El elemento 93 no se mostró con el renio. Entonces Hahn y Meitner se preguntaron si el bombardeo de neutrones no habría transformado el uranio en otros elementos cercanos a él en la tabla periódica, y se propusieron averiguarlo. Por aquellas fechas —1938— Alemania ocupó Austria, y Fráulein Meitner, que como súbdita austríaca se había sentido segura hasta entonces a pesar de ser judía, se vio obligada a huir de la Alemania hitleriana y buscar refugio en Estocolmo. Hahn prosiguió su trabajo con el físico alemán Fritz Strassman.

Varios meses después, Hahn y Strassman descubrieron que el bario adquiría cierta radiactividad cuando se le agregaba el uranio bombardeado. Ambos supusieron que esa radiactividad debería pertenecer al radio, el elemento situado inmediatamente debajo del bario en la tabla periódica. La conclusión fue que el bombardeo del uranio con neutrones cambiaba una parte de aquel en radio.

Pero este radio resultó ser una materia muy peculiar. Pese a sus ímprobos esfuerzos, Hahn no pudo separarlo del bario. Mientras tanto, en Francia, Irene Joliot-Curie y su colaborador P. Savitch emprendieron una tarea similar y fracasaron igualmente.

Entonces Meitner, la refugiada en Escandinavia, abordó audazmente el enigma y divulgó una conjetura que Hahn había expresado en sus círculos íntimos aunque sin atreverse a darle publicidad. En una carta abierta publicada por la revista británica *Nature* en enero de 1939, la doctora manifestó que si no se podía separar el bario del radio era porque allí no había ningún radio. El presunto radio sólo tenía un nombre: bario radiactivo. Fue bario lo que se había formado mediante el bombardeo del uranio con neutrones. Ese bario radiactivo decaía emitiendo una partícula beta y formando lantano. (Hahn y Strassman habían averiguado que si se agregaba a los resultados el lantano ordinario, éste mostraba cierta radiactividad que ellos asignaban al actinio; realmente se trataba de lantano radiactivo.)

Pero, ¿cómo se podía formar el bario del uranio? El bario era solamente un átomo de peso medio. Ningún proceso conocido de decadencia radiactiva podía transformar un elemento pesado en otro cuyo peso fuera sólo la mitad. Meitner tuvo la audacia de afirmar que el núcleo de uranio se había dividido en dos. La absorción de un neutrón había ocasionado lo que ella denominaba «fisión». Según ella, los dos elementos resultantes de esa división era el bario y el elemento 43 situado a continuación del reino en la tabla periódica. Un núcleo del bario y otro del elemento 43 (llamado más tarde tecnecio) deberían formar juntos un núcleo de uranio. Esta sugerencia revistió singular audacia por la siguiente razón: se dijo que el bombardeo con neutrones consumiría solamente seis millones de electronvoltios cuando la gran idea generalizada por aquellas fechas respecto a la energía nuclear hacía suponer que ello requería centenares de millones.

El sobrino de Meitner, Otto Robert Frisch, partió presurosamente hacia Dinamarca para exponer la nueva teoría a Bohr antes de su publicación. Bohr hubo de reconocer que por ese medio resultaría sorprendentemente fácil dividir el núcleo, pero, por fortuna, él estaba elaborando entonces el modelo de gota líquida sobre la estructura nuclear, y le pareció que aquello serviría para elucidarlo. (Pocos años después, la teoría de la gota líquida —en la que se tenía presente el tema de las envolturas nucleares— explicaría la fisión nuclear hasta sus más recónditos detalles así como la causa de que el núcleo se dividiera en dos mitades desiguales.)

Sea como fuere, con teoría o sin ella, Bohr captó instantáneamente el posible corolario. Cuando le dieron aquella noticia estaba preparando las maletas para asistir a una conferencia de física teórica en Washington. Allí hizo saber a los físicos lo que se le había sugerido en Dinamarca sobre la fisión nuclear. Aquello causó una gran conmoción. Los congresistas regresaron inmediatamente a sus laboratorios para comprobar la hipótesis y, al cabo de un mes, se anunciaron media docena de confirmaciones experimentales. Como resultado de aquello se otorgó a Hahn el premio Nobel de Química en 1944.

La reacción en cadena

La reacción por fisión liberó cantidades desusadas de energía, superando largamente a la radiactividad ordinaria. Pero no fue sólo esa energía adicional lo que hizo de la fisión un fenómeno tan portentoso. Aún revistió más importancia el hecho de que liberara dos o tres neutrones. Dos meses después de la carta abierta publicada por Meitner, numerosos físicos pensaron en la estremecedora posibilidad de una «reacción nuclear en cadena».

La expresión «reacción en cadena» ha adquirido un significado exótico aun cuando,

realmente, es un fenómeno muy común. El quemar un simple trozo de papel es una reacción en cadena. Una cerilla proporciona el calor requerido para desencadenar la acción; una vez iniciada la combustión, ésta proporciona el verdadero agente —calor— imprescindible para mantener y extender la llama. La combustión suscita más combustión en proporciones siempre crecientes (fig. 10.3).

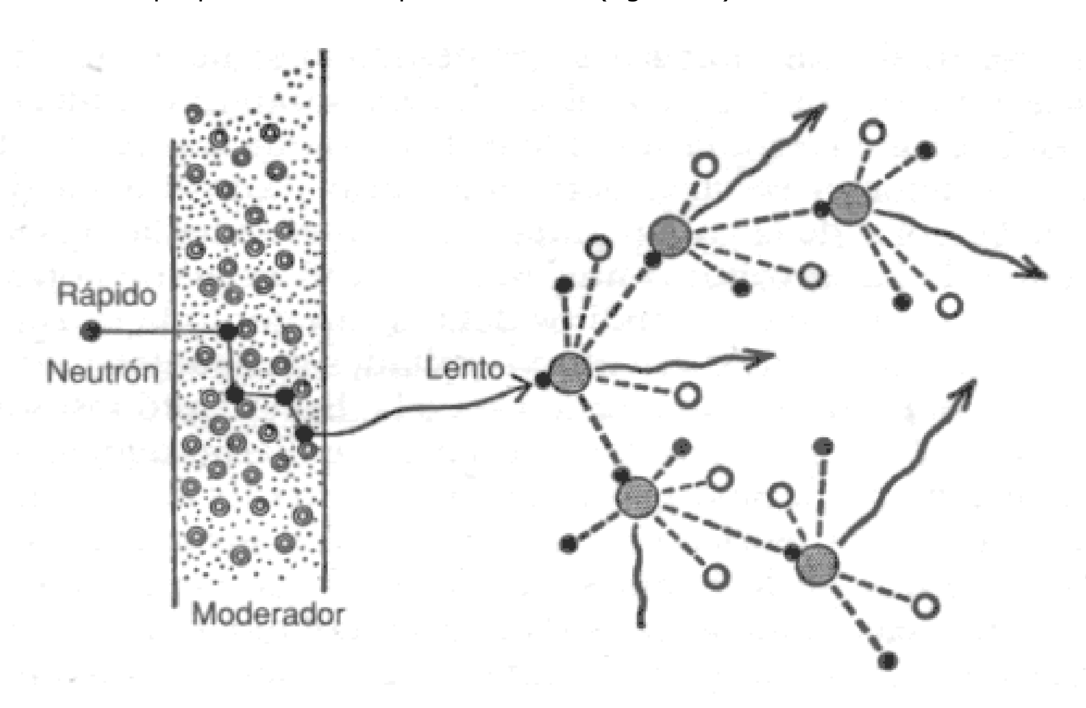


FIG. 10.3. *Reacción nuclear en cadena del uranio. Los circuitos grises son núcleos de uranio; los puntos negros, neutrones; las flechas onduladas, rayos gamma; los pequeños círculos, fragmentos de la fisión.*

Eso es exactamente lo que sucede con la reacción nuclear en cadena. Un neutrón desintegra un átomo de uranio; éste libera dos neutrones que pueden ocasionar dos nuevas fisiones de las cuales se desprenderán cuatro neutrones que ocasionarán a su vez cuatro fisiones, y así sucesivamente. El primer átomo desintegrado suministra una energía de 200 MeV, el siguiente 400 MeV, el otro 800 MeV, el siguiente 1.600 MeV, etc. Puesto que los intervalos entre las fases consecutivas equivalen aproximadamente a una mil billonésima de segundo se desprenden cantidades aterradoras de energía. La fisión de una onza de uranio produce tanta energía como la combustión de 90 t de carbón o 7.500 1 de petróleo. Si se empleara con fines pacíficos, la fisión del uranio podría solventar todas nuestras preocupaciones inmediatas sobre esos combustibles fósiles evanescentes y ese creciente consumo de energía.

Pero, infortunadamente, el descubrimiento de la fisión hizo su aparición poco antes de que el mundo se sumiera en una guerra universal. Según calcularon los físicos, la desintegración de una onza de uranio rendirían tanta potencia explosiva como 600 t de TNT. Fue realmente horrible imaginar las consecuencias de una guerra librada con tales armas, pero aún fue más horripilante concebir un mundo donde la Alemania nazi monopolizara esos explosivos antes que los aliados.

El físico estadounidense de origen húngaro Leo Szilard, que había estado cavilando durante largos años sobre las reacciones nucleares en cadena, vislumbró claramente el inmediato futuro. Él y otros dos físicos húngaro-americanos, Eugene Wigner y Edward Teller, se entrevistaron con el afable y pacífico Einstein en el verano de 1939 y le hicieron escribir una carta al presidente Franklin Delano Roosevelt en la que se revelaba la potencialidad de la fisión del uranio y se recomendaba el desarrollo de tal arma con todos los medios posibles para adelantarse a los nazis.

Se redactó esa misiva el 2 de agosto de 1939, y su entrega al presidente se efectuó el 11 de octubre de 1939. Entre ambas fechas estalló la Segunda Guerra Mundial en

Europa. Los físicos de la Universidad de Columbia, bajo la supervisión de Fermi, quien había partido de Italia hacia América el año anterior, trabajaron afanosamente para producir la fisión constante del uranio en grandes cantidades.

Inducido por la carta de Einstein, el Gobierno estadounidense intervino a su debido tiempo. El 6 de diciembre de 1941, el presidente Roosevelt autorizó (arriesgándose a un inmenso fracaso político en caso de malogro) la organización de un gigantesco proyecto, titulado con deliberada circunspección «Manhattan Engineer District», para construir una bomba atómica. Al día siguiente, los japoneses atacaron Pearl Harbor y Estados Unidos entraron en la guerra.

La primera pila atómica

Como era de esperar, la práctica no respondió fiel ni fácilmente a la teoría. Se requirieron no pocos experimentos para provocar la reacción en cadena del uranio. Primeramente fue preciso poseer una cantidad sustancial de uranio refinado hasta un grado de extrema pureza para no desperdiciar neutrones con la absorción ejercida por las impurezas. El uranio es un elemento bastante común sobre la corteza terrestre; se le encuentra en la proporción de 2 g por cada tonelada de roca; así, pues, es cuatrocientas veces más común que el oro. Pero su dispersión es también considerable, y hay muy pocos lugares del mundo donde aparezca formando ricas venas o siquiera una concentración aceptable. Por añadidura, el uranio era una materia casi inservible antes de 1939 y, por tanto, no se había ideado ningún método para purificarlo. En Estados Unidos se había producido hasta entonces una onza de uranio a lo sumo.

Los laboratorios del «lowa State College», bajo la dirección de Spedding, abordaron el problema de la purificación mediante el intercambio de iones resinosos (véase capítulo 6), y en 1942 comenzó la producción de uranio razonablemente puro.

Ahora bien, eso fue tan sólo un primer paso. Llegados a ese punto fue preciso desmenuzar el uranio para separar sus fracciones más fisionables. El isótopo uranio 238 (U-238) tenía un número par de protones (92) y un número par de neutrones (146). Los núcleos con números pares de nucleones son más estables que los de números impares. El otro isótopo en el uranio natural —uranio 235— tenía un número impar de neutrones (143), y por consiguiente, según había predicho Bohr, sería más fisionable que el uranio 238. En 1940, un equipo investigador bajo la supervisión del físico norteamericano John Ray Dunning, consiguió aislar una pequeña cantidad de uranio 235 y demostró que la conjetura de Bohr era cierta. El U-238 se desintegra solamente cuando lo golpean neutrones rápidos de una energía determinada, pero el U-235 se somete a la fisión cuando absorbe neutrones de cualquier energía, hasta los simples neutrones termales.

El problema fue que en el uranio natural purificado sólo un átomo de cada 140 era U-235; los restantes pertenecían al U-238. Ello significaba que casi todos los neutrones liberados tras la fisión del U-235 serían captados por los átomos U-328 sin producir fisión alguna. Aun cuando se bombardease el uranio con neutrones suficientemente rápidos para desintegrar el U-238, los neutrones liberados por este U-238 no tendrían bastante energía para desatar una reacción en cadena entre los átomos remanentes de este isótopo más común. En otras palabras, la presencia del U-238 atenuaría y neutralizaría la reacción en cadena. Sería algo así como intentar quemar hojas húmedas.

Por entonces no hubo solución, salvo la de probar una disociación a gran escala entre el U-235 y el U-238, o al menos eliminar suficiente cantidad de U-238 para enriquecer sustancialmente el contenido de U-235 en la mezcla. Los físicos abordaron el problema con diversos procedimientos pero todos ellos ofrecieron escasas perspectivas de éxito. El único que pareció algo prometedor fue la «difusión gaseosa». Éste fue el método preferido, aunque enormemente costoso, hasta 1960. Entonces un científico alemán occidental ideó una técnica mucho más económica: si se aislara el U-235 mediante

centrifugación, las moléculas más pesadas saldrían proyectadas hacia el exterior, y las más ligeras, conteniendo U-235, se rezagarían. Sin embargo, tal proceso abarataría la fabricación de bombas nucleares hasta un punto en que las potencias menores podrían emprenderla, lo cual no era deseable.

El átomo del uranio 235 es un 1,3 % menos masivo que el del uranio 238. Consecuentemente, si los átomos adquiriesen la forma gaseosa, los del U-235 se moverían con más rapidez que los del U-238. Por tanto, y en virtud de su mayor difusión, se los podría separar mediante una serie de barreras filtradoras. Pero primero sería preciso convertir el uranio en gas. El único medio de darle esa forma era combinarlo con flúor para hacer hexafluoruro de uranio, líquido volátil compuesto por un átomo de uranio y seis átomos de flúor. En esta combinación, la molécula conteniendo U-235 sería un 1 % escaso más ligera que la del U-238; pero esta diferencia parecía ser suficiente para demostrar la eficacia del método.

Se hizo pasar bajo presión por barreras de protones al hexafluoruro de uranio. En cada barrera, las moléculas conteniendo U-235 pasaron algo más aprisa por término medio, y esa ventaja a favor del U-235 se acrecentó con los pasos consecutivos. Se requirieron miles de barreras para obtener cantidades apreciables de hexafluoruro casi puro de uranio 235; ahora bien, las concentraciones enriquecidas con U-235 exigieron muchas menos barreras.

En 1942 hubo razones suficientemente fundadas para suponer que el método de la difusión gaseosa (y uno o dos más) podría producir bastante cantidad de «uranio enriquecido». Entonces se construyeron plantas de separación (cada una costó mil millones de dólares y consumió tanta electricidad como la ciudad de Nueva York) en la ciudad secreta de Oak Ridge, Tennessee, lugar denominado inicialmente «Dog-patch» por los irreverentes científicos, recordando la ciudad mítica de Al Capp, *Li'l Abner.*

Entretanto los físicos calcularon el «tamaño crítico» requerido para mantener la reacción en cadena con un trozo de uranio enriquecido. Si el trozo era pequeño, escaparían demasiados neutrones de su superficie sin dar tiempo a que los absorbieran los átomos U-235. Si se quería reducir esas fugas, el volumen del trozo debería ser considerable en proporción con su superficie. Una vez alcanzado el «tamaño crítico», los neutrones interceptarían suficientes átomos U-235 para dar continuidad a la reacción en cadena.

Los físicos encontraron también el medio de emplear eficazmente los neutrones disponibles. Como ya he mencionado, los neutrones «termales» (es decir, lentos) se sometan con más presteza a la absorción por el uranio 235 que los rápidos. Así, pues, los experimentadores utilizaron un «moderador» para frenar a los neutrones, cuyas velocidades eran relativamente elevadas cuando emergían de la reacción por fisión. El agua ordinaria hubiera sido un excelente agente retardativo, pero desgraciadamente los núcleos de hidrógeno ordinario apresaban con gran voracidad los neutrones. El deuterio (hidrógeno 2) cumplía mucho mejor esa misión; prácticamente no mostraba ninguna tendencia a absorber neutrones. Por consiguiente, los experimentadores de la fisión procuraron crear suficientes reservas del agua pesada.

Hasta 1943, recurrieron casi siempre a la electrólisis: el agua ordinaria se dividía en oxígeno e hidrógeno mucho más fácilmente que el agua pesada y, por tanto, si se electrolizaban grandes cantidades de agua el residuo final era rico en agua pesada y, además, se conservaba bien. Sin embargo, desde 1945 se prefirió el método de la destilación fraccionada. El agua ordinaria alcanzaba el punto ínfimo de ebullición, y entonces el residuo de agua no hervida era rico en agua pesada.

Sin duda, el agua pesada fue muy valiosa a principios de la década de 1940. Hay una historia emocionante sobre las andanzas de Joliot-Curie para llevarse consigo las reservas de ese líquido en Francia anticipándose a la invasión nazi el año 1940. Los alemanes nazis apresaron solamente un millar de litros que habían sido preparados en Noruega. Pero un comando británico de asalto los destruyó el año 1942.

No obstante, el agua pesada tuvo sus altibajos; solía hervir cuando la reacción en

cadena producía demasiado calor, y entonces corroía el uranio. Los científicos, cuya misión era crear un sistema de reacción en cadena para el proyecto *Manhattan,* decidieron emplear carbono en la forma más pura del grafito como moderador.

Otro moderador posible fue el berilio, aunque su toxicidad representaba una gran desventaja. Por cierto, se descubrió esa enfermedad, la beriliosis, hacia principios de 1940 en uno de los físicos que trabajaban con la bomba atómica.

Imaginemos ahora una reacción en cadena. Comenzamos por proyectar un chorro de neutrones contra el conjunto de moderador y uranio enriquecido. Cierto número de átomos de U-235 sufre la fisión, liberando neutrones que golpean a otros átomos de uranio 235. Éstos se desintegran a su vez y desprenden más neutrones. Algunos neutrones serán absorbidos por átomos ajenos al uranio 235; otros escaparán simplemente de la pila atómica. Pero si un neutrón de cada fisión —basta exactamente con uno— consigue producir otra fisión, entonces se mantendrá la reacción en cadena. Si el «factor multiplicador» es superior a 1, aunque sólo sea por una fracción mínima (ejemplo, 1,001), la reacción en cadena progresará velozmente hasta provocar la explosión. Esto era beneficioso para fines bélicos, pero no para fines experimentales. Se hizo necesario idear algún dispositivo que controlara el promedio de fisiones. Ello sería posible introduciendo barras de ciertas sustancias como el cadmio, que tiene una amplia sección transversal, para la captura de neutrones. Ahora bien, la reacción en cadena se desarrollaba tan rápidamente que no habría habido tiempo para introducir las barras moderadoras de cadmio si no hubiese sido por la afortunada circunstancia de que los átomos del uranio 235 no emitían instantáneamente todos sus neutrones al desintegrarse. Un neutrón de cada ciento cincuenta, más o menos, es un «neutrón rezagado» que se emite pocos minutos después de la fisión, pues este neutrón no emerge directamente de los átomos desintegrados sino de otros más pequeños formados con la fisión. Cuando el factor multiplicador sobrepasa ligeramente la unidad, este retraso es suficiente para aplicar los controles.

En 1941 se realizaron experimentos con mezclas de uranio-grafito, y la información acumulada bastó para orientar a los físicos, quienes acordaron que era posible desatar una reacción en cadena, incluso sin uranio enriquecido, si se empleaba un trozo de uranio suficientemente voluminoso.

Los físicos empezaron a construir en la Universidad de Chicago un reactor de tamaño crítico para tratar el uranio. Por aquellas fechas tenían ya a su disposición 6 t de uranio puro; y se les había añadido como complemento óxido de uranio. Entonces se colocaron capas alternas de uranio y grafito, una sobre otra hasta un total de cincuenta y siete y con un orificio a través de ellas para insertar las barras moderadoras de cadmio. Se llamó «pila» a esa estructura, designación anodina y convencional que no traicionaba su función. (Durante la Primera Guerra Mundial se denominó «tanques» a los nuevos vehículos acorazados con el mismo propósito de enmascaramiento. La palabra «tanque» subsistió, pero, afortunadamente, la expresión «pila atómica» ha dado paso a otra más descriptiva: «reactor nuclear».)

La pila de Chicago, construida bajo el estadio de rugby, medía 9 m de longitud y 6,5 m de altura. Pesaba 1.400 t y contenía 52 t de uranio en forma de metal y óxido. El 2 de diciembre de 1942 se extrajeron lentamente las barras moderadoras de cadmio. A las 3.45 horas, el factor multiplicador alcanzó la cifra uno: la reacción por fisión empezó a funcionar de manera autónoma.

Justamente cuando ocurría eso, el género humano entró —sin saberlo— en la «Era atómica».

El físico a cargo de aquella operación fue Enrico Fermi.

Inmediatamente se despachó a Washington un telegrama anunciando el éxito con estas palabras: «El navegante italiano ha penetrado en el nuevo mundo.» La Office del Scientific Research and Development telegrafió de vuelta: «¿Cómo se portaron los nativos?» Y la respuesta le llegó en seguida: «Se mostraron muy amistosos.»

Es curioso que el primer navegante italiano descubriera un mundo nuevo en 1492, y el segundo descubriera otro en 1942; aquellos que se interesan por los trastrueques místicos de los números, atribuyeron gran importancia a esa coincidencia.

La era nuclear

Mientras tanto había aparecido otro combustible fisionable. El uranio 238 forma, al absorber un neutrón termal, el uranio 239, que se desintegra rápidamente para constituir el neptunio 239, el cual se desintegra a su vez con casi idéntica rapidez y forma el plutonio 239.

Ahora bien, el núcleo del plutonio 239 tiene un número impar de neutrones (145) y es más complejo que el uranio 235; por tanto debería ser altamente inestable. Parecía razonable suponer que el plutonio, tal como el uranio 235, se sometería a la fisión con neutrones termales. En 1941 se confirmó así por vía experimental.

No sabiendo todavía a ciencia cierta si la preparación del uranio 235 sería práctica, los físicos decidieron arriesgarse a fabricar plutonio en grandes cantidades.

Se construyeron reactores especiales en Oak Ridge y Hanford, Estado de Washington, el año 1943 con la finalidad de producir plutonio. Aquellos reactores representaron un gran avance comparados con la primera pila de Chicago. Por una parte los nuevos reactores estaban diseñados de tal forma que se podía extraer el uranio periódicamente de la pila, se separaba el plutonio del uranio mediante procedimientos químicos y se podían aprovechar los productos de la fisión, entre los cuales habían algunos absorbentes muy poderosos de neutrones. Por añadidura los nuevos reactores tenían refrigeración de agua para evitar el calentamiento excesivo. (La pila de Chicago sólo podía funcionar durante breves períodos porque se la enfriaba meramente con aire.)

En 1945 se tuvo ya suficiente uranio 235 y plutonio 239 purificados para construir bombas. Esta parte del programa se emprendió en una tercera ciudad secreta, Los Alamos, Nuevo México, bajo la supervisión del físico norteamericano, J. Robert Oppenheimer.

Para los propósitos bélicos era conveniente que la reacción nuclear en cadena se desarrollara con la mayor rapidez posible. Ello requeriría la intervención de neutrones rápidos que acortasen los intervalos entre fisiones. Así, pues, se omitió el moderador. Asimismo se encerró la bomba en una envoltura masiva para mantener la integridad del uranio el mayor tiempo posible, a fin de que se fisionara una gran proporción.

Puesto que una masa crítica de materia fisionable explotaría espontáneamente (salpicada por los neutrones erráticos del aire), se dividió el combustible de la bomba en dos o más secciones. El mecanismo detonador estuvo constituido por un explosivo (¿TNT?) que agrupaba esas secciones cuando debiera explotar la bomba. Un dispositivo llamado «el hombre flaco» consistía en un tubo con dos porciones de uranio en sus dos extremos. Otro, el «hombre gordo», fue una esfera donde una granada compuesta de materia fisionable se incrustaba por «implosión» en el núcleo central formando una densa masa crítica que mantenía momentáneamente su integridad gracias a la fuerza de la implosión y a una funda maciza llamada el «pisón». El pisón sirvió también para reflejar los neutrones hacia la masa fisionable, y reducir, por tanto, el tamaño crítico.

Fue imposible ensayar tal artefacto a escala menor. Si la bomba no sobrepasaba el tamaño crítico, todo sería inútil. Consecuentemente, la primera prueba consistió en hacer explotar una bomba de fisión a gran escala, denominada «bomba atómica» o «bomba A». El 16 de julio de 1945, a las 5.30 horas, estalló una bomba en Alamogordo, Nuevo México, con efectos verdaderamente horripilantes; tuvo la fuerza explosiva de 20.000 t de TNT. Cuando se interrogó más tarde el físico I. I. Rabí, testigo visual del ensayo, éste respondió con tono lúgubre, según se ha dicho: «No puedo explicárselo..., pero no espere morir de causas naturales.» (Es justo agregar aquí que el caballero a quien dio Rabí tal contestación, falleció de muerte natural

algunos años después.)

Se prepararon otras dos bombas de fisión. La primera, una bomba de uranio llamada *Little Boy* con 3 m de longitud, 0,60 m de anchura y un peso de 4,5 t, se dejó caer sobre Hiroshima, el 6 de agosto de 1945; se la hizo detonar mediante el eco radar. Pocos días después, la segunda, una bomba de plutonio, 3,3 m y 1,5 de longitud y anchura respectivamente, peso de 5 t llamada *Fat Man* se dejó caer sobre Nagasaki. Las dos bombas juntas tuvieron una fuerza explosiva de 35.000 t de TNT. Con el bombardeo de Hiroshima, la Era atómica, iniciada ya casi tres años antes, irrumpió en la conciencia del mundo.

Cuatro años después de aquello, los norteamericanos vivieron bajo la impresión engañosa de que existía un secreto denominado «bomba atómica» y que lo podrían mantener oculto para siempre a otras naciones si se adoptaban rigurosas medidas de seguridad. A decir verdad, los hechos y las teorías de la fisión habían sido temas del dominio público desde 1939, y la Unión Soviética había emprendido seriamente la investigación del asunto en 1940; si la Segunda Guerra Mundial no hubiera demandado sus modestos recursos en una medida tan superior a la que demandara los inmensos recursos de unos Estados Unidos libres de toda invasión, la URSS podría haber tenido una bomba atómica en 1945, tal como Estados Unidos. De cualquier forma, la Unión Soviética hizo explotar su primera bomba atómica el 22 de setiembre de 1949, ante el desaliento y la incomprensible estupefacción de casi todos los norteamericanos. Aquel artefacto sextuplicó el poder de la bomba lanzada sobre Hiroshima y tuvo un efecto explosivo equivalente a 210.000 t de TNT.

El 3 de octubre de 1952, Gran Bretaña se constituyó en tercera potencia atómica, haciendo explotar su propia bomba de ensayo; el 13 de febrero de 1960, Francia se unió al «club atómico» como cuarto miembro de pleno derecho, pues hizo estallar una bomba de plutonio en el Sahara. Y el 16 de octubre de 1964, la República Popular China (China comunista) anunció la explosión de una bomba atómica que la convirtió en quinto miembro.

Además la bomba adquirió más diversidad. En 1953, Estados Unidos dispararon por primera vez una bomba de fisión con un cañón, en lugar de lanzarla desde el aire. Así se inició el desarrollo de la «artillería atómica» (o «arma atómica táctica»).

La reacción termonuclear

Entretanto, la bomba de fisión quedó reducida a una mera bagatela. El hombre había conseguido desencadenar otra reacción nuclear energética que hacía posible la superbomba.

En la fisión del uranio sólo se transforma en energía un 0,1 % de la masa del átomo de uranio. Pero cuando se fusionan los átomos de hidrógeno para formar helio, un 0,5 % completo de su masa se convierte en energía, como lo indicara por primera vez el químico estadounidense William Draper Harkins el año 1915. Bajo temperaturas de millones de grados, la energía de los protones es suficientemente alta para permitirles la fusión. Así se pueden unir dos protones y, después de emitir un positrón y un neutrino (proceso que transforma uno de los protones en neutrón), formar un núcleo de deuterio. Entonces el núcleo de deuterio se funde con un protón para constituir un núcleo de tritio que se puede fundir todavía con otro protón para formar helio 4. O bien los núcleos de deuterio y tritio se combinan de diversas formas para formar helio 4.

Como tales reacciones nucleares tienen lugar solamente bajo el estímulo de muy elevadas temperaturas, se las conoce por el nombre de «reacciones termonucleares». Durante la década del los 30 se creía que el único lugar donde existían las temperaturas requeridas era el centro de las estrellas. En 1938, el físico de origen alemán Hans Albrecht Bethe (quien había abandonado la Alemania hitleriana para establecerse en Estados Unidos el año 1935) manifestó que las reacciones de fusión originaban la energía irradiada por las estrellas. Aquélla fue la primera explicación totalmente satisfactoria de la energía estelar desde que Helmholtz planteara la cuestión casi un siglo antes.

Pero entonces la fisión del uranio proporcionó las temperaturas necesarias en la Tierra. Su bomba podría servir como una cerilla suficientemente caliente para desatar una reacción en cadena y provocar la fusión del hidrógeno. Durante algún tiempo se dudó mucho sobre la posibilidad de hacer trabajar esa reacción en forma de bomba. Por lo pronto iba a ser preciso condensar el combustible hidrógeno hasta constituir una densa masa bajo la forma de mezcla entre deuterio y tritio, lo cual significaba que se le debería licuar y mantenerlo a temperaturas que sobrepasaran en muy pocos grados el cero absoluto. Dicho de otra forma, lo que se haría explotar sería un frigorífico masivo. Y suponiendo, por añadidura, que se pudiera construir una bomba de hidrógeno, ¿cuál sería realmente su finalidad? La bomba de fisión era ya bastante destructora para hacer desaparecer las ciudades; una bomba de hidrógeno sólo acrecentaría inconmensurablemente la destrucción y barrería naciones enteras con todos sus habitantes.

No "obstante, y'pese a las desconsoladoras perspectivas, Estados Unidos y la Unión Soviética se creyeron obligados a llevar adelante el proyecto. La Comisión de Energía Atómica estadounidense inició los preparativos: produjo combustible de tritio, colocó un artefacto «fisión-fusión» de 65 t en un atolón coralífero del Pacífico y, el 1 de noviembre de 1952 provocó la primera explosión termonuclear (una «bomba de hidrógeno» o «bomba H») sobre nuestro planeta. Se cumplieron todas las ominosas predicciones: la explosión equivalió a 10 millones de toneladas de TNT (10 «megatones»), es decir, desarrolló una energía 500 veces mayor que la modesta bomba de Hiroshima con sus 20 «kilotones». La explosión destruyó el atolón.

Pero los rusos no se rezagaron mucho; el 12 de agosto de 1953 produjeron con éxito una explosión nuclear mediante un artificio suficientemente ligero para su transporte en avión. Estados Unidos no fabricó ese artefacto portátil hasta principios de 1954.

Entretanto se había concebido un esquema mucho más simple para generar una reacción termonuclear en cadena dentro de una bomba portátil. La clave de esta reacción fue el elemento litio. Cuando el isótopo de litio 6 absorbe un neutrón, se desintegra en núcleos de helio y tritio, liberando 4,8 MeV de energía en el proceso. Supongamos, pues, que se utiliza como combustible un compuesto de litio e hidrógeno (bajo la forma de isótopo pesado de deuterio). Este combustible es sólido, no se requiere refrigeración para condensar el combustible. Un detonador de fisión proveería los neutrones necesarios para desintegrar el litio. Y el calor por la explosión ocasionaría la fusión del deuterio existente en el compuesto y del tritio producido por la desintegración del litio. En otras palabras, se producirían varias reacciones productoras de energía: desintegración del litio, fusión del deuterio con deuterio y fusión del deuterio con tritio.

Ahora bien, además de liberar una energía formidable, esas reacciones producirían también un gran número de neutrones adicionales. Y entonces, los constructores de la bomba tuvieron esta ocurrencia: ¿Por qué no emplear esos neutrones para fisionar una masa de uranio? Se podría fisionar incluso el uranio ordinario 238 con neutrones rápidos (aunque no fuera tan expedito como el U-235). La violenta explosión de los neutrones rápidos provocada por las reacciones de fusión, podría fisionar un número muy considerable de átomos U-238. Supongamos que se construye una bomba con un núcleo de U-235 (el detonador) rodeado por una carga explosiva de litio-deuterio, y envolviendo ese conjunto una capa de uranio 238 que sirviera también como explosivo. Así resultaría una bomba realmente poderosa. La capa de U-238 podría ser casi tan gruesa como se quisiera, pues el uranio 238 no tiene ningún tamaño crítico que provoque la reacción espontánea en cadena. Se suele llamar a ese resultado «bomba-U».

Por fin se construyó esa bomba; y se la hizo estallar en Bikini, una isla del archipiélago Marshall, el 1 de marzo de 1954; su eco retumbó por el mundo entero. La energía liberada fue de 15 megatones aproximadamente. Aún fue más dramática la lluvia de partículas radiactivas que cayó sobre veintitrés pescadores japoneses, tripulantes de un pesquero llamado *El dragón afortunado.* Su radiactividad destruyó el cargamento de pesca e hizo enfermar a aquellos pescadores de los cuales murió más tarde uno. En fin, no puede decirse que contribuyera a mejorar la salud del mundo.

Desde 1954, las bombas de fisión-fusión-fisión vienen siendo elementos integrantes del armamento general en Estados Unidos, la Unión Soviética y Gran Bretaña. La Unión Soviética ha hecho explotar bombas de hidrógeno cuya potencia oscila entre los 50 y 100 megatones, mientras Estados Unidos se muestran perfectamente capaces de construir tales bombas, e incluso otras mayores, a corto plazo.

En la década de 1970 se desarrollaron una bombas termonucleares que minimizaron el efecto de impacto y maximizaron la radiación, particularmente de neutrones. Por lo tanto, se causarían menos daños a la propiedad y más a los seres humano. Tales *bombas de neutrones* parecen algo deseable a la gente que se preocupa por las propiedades y ve la vida como algo barato.

Cuando se emplearon las primeras bombas nucleares en los últimos días de la Segunda Guerra Mundial, fueron arrojadas desde un avión. Ahora es posible lanzarlas por medio de misiles balísticos intercontinentales (ICBMs), propulsados por cohetes y capaces de apuntar con gran exactitud desde cualquier lugar de la Tierra a cualquier otro lugar del mismo planeta. Tanto Estados Unidos como la Unión Soviética tienen grandes almacenes de semejantes misiles, todos ellos equipados con ojivas nucleares.

Por esta razón, una guerra termonuclear total entre las dos superpotencias, si se inicia con insano encono por ambos lados, puede poner fin a la civilización (y tal vez incluso a gran parte del poder de la Tierra para albergar la vida) en menos de media hora. Si en este mundo ha habido alguna vez un pensamiento más sobrio, seguro que es éste.

EL NÚCLEO EN LA PAZ

El empleo dramático de la energía nuclear, representada por bombas increíblemente destructivas, ha hecho más que ningún otro acontecimiento desde los comienzos de la Ciencia para presentar al científico en el papel del ogro.

Ésa representación gráfica es justificable hasta cierto punto, pues ningún argumento ni raciocinio puede alterar el hecho de que fueron realmente los científicos quienes construyeron la bomba atómica conociendo desde el primer instante su enorme poder destructivo y su posible aplicación práctica.

Es algo simplemente justo añadir que lo hicieron bajo la tensión de una gran guerra contra unos enemigos implacables y con el ojo puesto en la temible posibilidad de que un hombre tan maníaco como Adolfo Hitler pudiera conseguir él primero una de tales bombas. También cabe añadir que, en conjunto, los científicos que trabajaron en la bomba quedaron por completo perturbados al respecto y que muchos se opusieron a su empleo, mientras que otros dejaron a continuación el campo de la física nuclear, algo que sólo puede describirse como por remordimientos.

En 1945, un grupo de científicos, bajo la dirección del premio Nobel James Franck (en la actualidad ciudadano estadounidense), pidieron al secretario de la Guerra que no emplease la bomba nuclear contra las ciudades japonesas y previeron, con gran exactitud, el peligroso punto muerto nuclear que seguiría a su empleo. Unos remordimientos de conciencia mucho menores fueron sentidos por los dirigentes políticos y militares, que tuvieron que tomar en realidad la decisión del empleo de las bombas y quienes, por alguna particular razón, son tenidos por unos patriotas por muchas personas que consideran a los científicos unos demonios.

Además, no podemos ni debemos subordinar el hecho de que, al liberar la energía del núcleo atómico, los científicos han puesto a nuestra disposición un poder que cabe emplear de un modo tanto constructivo como destructivo. Resulta importante poner el énfasis en esto en un mundo y en una época en que la amenaza de la destrucción nuclear ha situado a la ciencia y a los científicos vergonzosamente a la defensiva, y en un país como Estados Unidos, en el que existe una más bien fuerte tradición rusoniana contra lo que se aprende en los libros, que son corruptores de la sencilla integridad de los seres humanos en un estado de Naturaleza.

Incluso la explosión de una bomba atómica no necesita tampoco ser puramente

destructiva. Al igual que las otras explosiones menores de carácter químico, empleadas desde hace mucho tiempo en minería y en construcción de presas y carreteras, los explosivos nucleares podrían ser de vasta ayuda en los proyectos de construcción. Ya han sido avanzados toda clase de sueños de este tipo: excavación de puertos, dragado de canales, ruptura de formaciones rocosas subterráneas, preparación de depósitos de calor para conseguir energía..., incluso para la propulsión a grandes distancias de los navios espaciales. Sin embargo, en la década de los años 1960, el furor de tales desmedidas esperanzas se apagó. La perspectiva de los peligros de la contaminación radiactiva o de gastos imprevistos, o ambas cosas, sirvieron como amortiguador.

No obstante, la aplicación constructiva del poder nuclear quedó simbolizada por una especie de reacción en cadena que se instaló bajo el estadio de rugby en la Universidad de Chicago. Un reactor nuclear controlado puede generar inmensas cantidades de calor que, desde luego, se prestan al encauzamiento, mediante un «refrigerante» tal como el agua o el metal fundido, para producir electricidad o caldear un edificio (fig. 10.4).

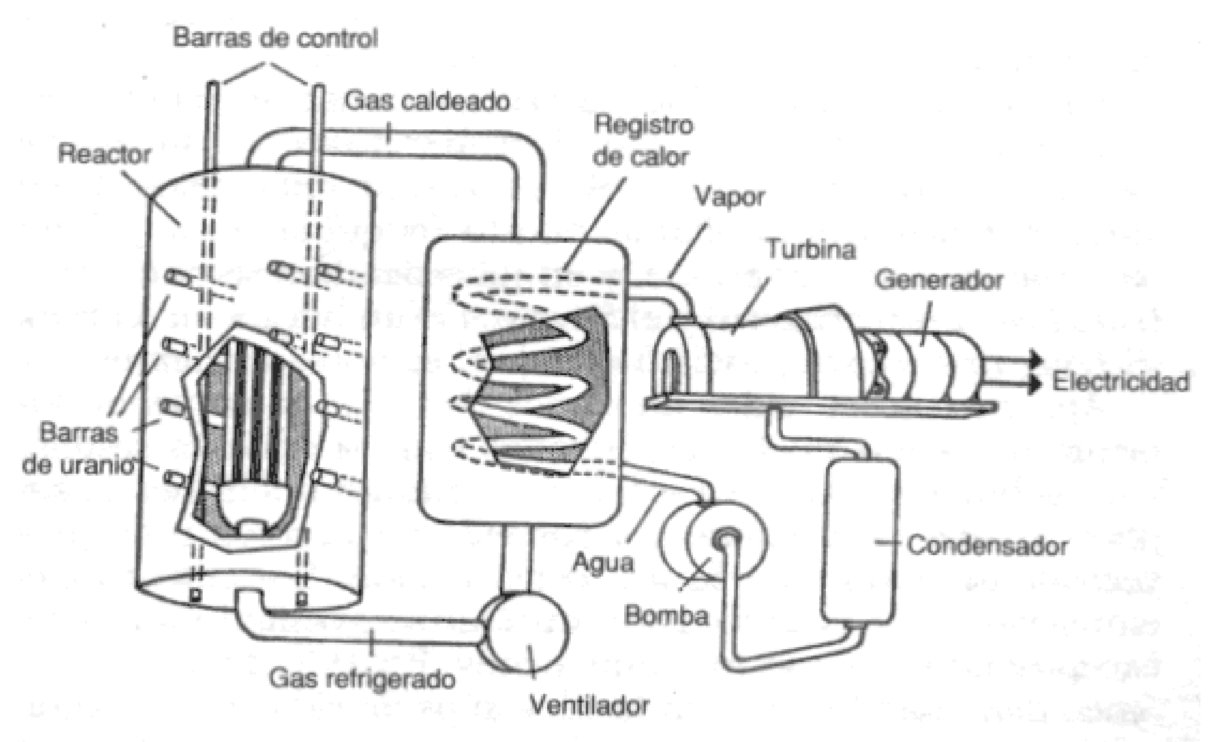


FIG. 10.4. *Planta de energía nuclear del tipo «gas refrigerado» en forma esquemática. Aquí el calor reactor se transfiere a un gas que puede ser un metal vaporizado circulando por él. Entonces se aprovecha el calor para transformar el agua en vapor.*

Barcos movidos por energía nuclear

Pocos años después de la guerra se construyeron en Gran Bretaña y Estados Unidos reactores nucleares experimentales que produjeron electricidad. Hoy día Estados Unidos posee una flota de submarinos movidos por energía nuclear, el primero de los cuales (el *Nautilus,* cuyo coste se elevó a 50 millones de dólares) fue botado en enero de 1954. Esta nave, tan importante hoy día como lo fuera la *Clermont* de Fulton en sus tiempos, posee motores con fuentes energéticas virtualmente inagotables que le permiten sumergirse durante períodos indefinidos, mientras que los submarinos ordinarios deben subir frecuentemente a la superficie para cargar sus baterías mediante generadores diesel, cuyo funcionamiento requiere aire. Por añadidura, esos submarinos alcanzan una velocidad máxima de ocho nudos, mientras el submarino nuclear se desplaza a veinte nudos o más.

El primer reactor del *Nautilus* duró para un recorrido de 100.500 km; ese itinerario incluyó una demostración espectacular. El *Nautilus* atravesó el océano Ártico en 1958

sin emerger ni una sola vez. Aquel viaje submarino demostró que la profundidad oceánica en el Polo Norte era de 4.023 m, es decir, mucho mayor de lo que se había pensado. Un segundo submarino nuclear bastante mayor, el *Tritón,* circunnavegó el Globo en ochenta y cuatro días entre febrero y mayo de 1960 siguiendo la ruta magallánica.

La Unión Soviética posee también submarinos nucleares, y en diciembre de 1957 botó el primer barco de superficie movido por fuerza nuclear, el *Lenin,* un rompehielos. Poco antes Estados Unidos había puesto la quilla a su primer barco nuclear de superficie, y en julio de 1959 se botaron el *Long Beach* (un crucero) y el *Savannah* (un buque mercante). El *Long Beach* está provisto con dos reactores nucleares.

Apenas transcurridos diez años desde la botadura de los primeros barcos nucleares, Estados Unidos tenía ya sesenta y un submarinos nucleares y cuatro buques nucleares de superficie, unos navegando y otros en construcción o en proyecto autorizado para futura construcción. Sin embargo, el entusiasmo por la propulsión nuclear se extinguió también, exceptuando si acaso los submarinos. En 1967 se retiraba el *Savannah* cuando cumplía los dos años de vida. Su mantenimiento costaba tres millones de dólares cada año, cifra que se estimaba excesiva.

Los reactores nucleares para producción de electricidad

Pero no debería ser solamente el elemento militar quien se aprovechara de esa innovación. En junio de 1954, la Unión Soviética hizo construir el primer reactor nucíear para uso civil: producción de energía eléctrica. Fue uno pequeño todavía, su capacidad no rebasó los 5.000 kW. Allá por octubre de 1956, Gran Bretaña puso en funcionamiento su planta atómica «Calder Hall» con una capacidad superior a los 50.000 kW. Estados Unidos llegaron a ese campo en tercer lugar. El 26 de mayo de 1958 la «Westinghouse» dio fin a un pequeño reactor con una capacidad de 60.000 kW para la producción de energía eléctrica en la localidad de Shippingport (Pensilvania). Les siguieron rápidamente muchos reactores en Estados Unidos y otras partes del mundo.

Al cabo de una década o poco más, doce países poseían ya reactores nucleares y el 50 % de la electricidad suministrada en Estados Unidos para usos civiles procedía de la fisión nuclear. Se invadió incluso el espacio exterior, pues el 3 de abril de 1965 se lanzó un satélite propulsado por un pequeño reactor. Y, no obstante, el problema de la contaminación radiactiva seguía revistiendo gravedad. Cuando comenzó la década de 1970, se hizo cada vez más audible la oposición pública contra esa incesante proliferación de centrales nucleares.

Luego, el 28 de marzo de 1979, la Isla de las Tres Millas, en el río Susquehanna, cerca de Harrisburg, constituyó el más grave accidente nuclear en la historia de Estados Unidos. En realidad, no hubo emisión de ninguna cantidad significativa de radiactividad, ni tampoco ningún peligro para la vida humana, aunque, durante unos días, existió casi pánico. Sin embargo, el reactor fue desactivado de una forma indefinida, y cualquier limpieza del mismo será algo largo y muy costoso.

La víctima principal fue la industria de energía nuclear. Una oleada de sentimiento antinuclear barrió Estados Unidos y también otras naciones. La posibilidad de nuevos reactores nucleares que entren en funcionamiento en Estados Unidos ha quedado dramáticamente disminuida.

Este accidente, al llevar a su propia casa a los norteamericanos los terrores de incluso la posibilidad de una contaminación radiactiva, parece que ha reforzado la opinión pública a nivel mundial contra la producción (y mucho menos el uso) de bombas nucleares y esto, para cualquier persona racional, debería parecer un buen resultado.

Sin embargo, la energía nuclear en su aspecto pacífico no puede abandonarse con facilidad. La necesidad de energía que tienen los humanos es abrumadora y, como ya señalé al principio de este capítulo, es posible que no podamos confiar en los combustibles fósiles durante mucho tiempo ni tampoco, en un próximo futuro, una

masiva sustitución de los mismos por la energía solar. La energía nuclear, por otra parte, está aquí y no faltan voces que señalan que, con la seguridad apropiada, *no* es más peligrosa que los combustibles fósiles, sino tal vez mucho menor. (Incluso en el caso particular de la contaminación radiactiva, debería recordarse que el carbón contiene pequeñas cantidades de impurezas radiactivas, y que el quemar carbón libera más radiactividad en la atmósfera que los reactores nucleares, o por lo menos así se ha razonado.)

Reactores generadores

En ese caso, supongamos que consideramos la fisión nuclear como una fuente de energía. ¿Durante cuánto tiempo podríamos contar con esto? No durante mucho, si hemos de depender por entero del escaso material fisionable del uranio 235. Pero, afortunadamente, pueden crearse otros combustibles fisionables usando el uranio 235 como arranque.

Ya hemos visto que el plutonio es uno de esos combustibles artificiales. Supongamos que construimos un reactor pequeño con combustible de uranio enriquecido y omitimos el moderador, para que los neutrones más rápidos entren en forma de corriente en un revestimiento de uranio natural. Esos neutrones convertirán al uranio 238 del revestimiento en plutonio. Si disponemos las cosas para que se desperdicien pocos neutrones, de cada fisión de un átomo de uranio 235 en el núcleo podemos conseguir más de un átomo de plutonio producido en el revestimiento. En otras palabras, reproduciremos más combustible del que consumimos.

El primer «reactor generador» se construyó bajo la dirección del físico canadiense Walter Henry Zinn en Arco (Idaho) en 1951. Se le llamó «ERB-1» (Experimental Breeder Reactor-1). El aparato no demostró sólo la solvencia del principio generador, sino que también produjo electricidad.

Ese sistema generador podría multiplicar muchas veces las reservas de combustible tomando como base el uranio, porque todos los isótopos ordinarios del uranio —el uranio 238— serían combustibles potenciales.

El elemento torio, integrado totalmente por torio 232, es otro combustible fisionable en potencia. Tras la absorción de neutrones rápidos viene a ser el isótopo artificial torio 233 que decae velozmente para transformarse en uranio 233. Ahora bien, el uranio 233 es fisionable bajo los neutrones lentos y mantiene una reacción en cadena autogenética. Así, pues, se puede agregar el torio a las reservas de combustible, precisamente un elemento cinco veces más abundante que el uranio en la Tierra. Según se ha calculado, la primera capa de 90 m en la corteza terrestre contiene como promedio 12.000 t de uranio y torio por kilómetro cuadrado. Aunque, claro está, no todos esos yacimientos están por el momento a nuestro alcance.

Para recapitular: la cantidad total de energía concebible y disponible en las reservas terrestres de uranio y torio es veinte veces mayor que los depósitos de carbón y petróleo existentes hoy día a nuestra disposición.

Y, sin embargo, las mismas preocupaciones que hacen a la gente temer a los reactores ordinarios, se redoblan en lo que se refiere a un reactor generador. El plutonio es mucho más peligroso que el uranio y existen quienes mantienen que se trata de la materia más venenosa en el mundo que tienen la posibilidad de construirse en cantidades masivas, y que si parte de éstas se abre paso hasta el medio ambiente, podría presentarse una catástrofe de forma irreversible. También existe temor a que el plutonio que se pretende para su uso en reactores pacíficos pueda se robado o asaltado y empleado para fabricar una bomba nuclear (como ha hecho la India) y que luego podría usarse para un chantaje criminal.

Esos temores son tal vez exagerados, pero razonables, y no sólo el accidente y el robo dan motivos para ese miedo. Incluso los reactores que funcionan sin el menor vislumbre de accidente continúan siendo un peligro. Para comprender la razón de todo ello, permítasenos considerar la radiactividad y la radiación energética a la que dan

origen.

Los peligros de la radiación

En realidad, la vida en la Tierra siempre se ha visto expuesta a la radiactividad natural y a los rayos cósmicos. Sin embargo, la producción de rayos X en el laboratorio y la concentración de sustancias naturalmente radiactivas, tales como el radio, que existe ordinariamente en unas trazas en extremo diluidas en la corteza terrestre, componen en gran parte este peligro. Las primeras personas que manejaron los rayos X y el radio recibieron dosis letales: tanto Marie Curie como su hija Irene Joliot-Curie murieron de leucemia a causa de su exposición a esas sustancias, y existe el famoso caso de los pintores de esferas de reloj de los años 1920, que murieron como resultado de apoyarse en los labios sus pinceles que tenían radio en la punta.

El hecho de que la incidencia general de la leucemia haya aumentado sustancialmente en épocas recientes puede deberse, en parte, al uso creciente de los rayos X para numerosos propósitos. La incidencia de la leucemia en los médicos que es muy probable que se vean expuestos, es el doble que el del público en general. En los radiólogos, que son los especialistas médicos en el empleo de los rayos X, la incidencia es diez veces mayor. No es de extrañar que se hayan efectuado intentos para sustituir los rayos X por otras técnicas, sobre todo con el uso de sonidos ultrasónicos. La llegada de la fisión añadió nueva fuerza a este peligro. Ya sea en las bombas o en los reactores nucleares se libera radiactividad a una escala que puede lograr que toda la atmósfera, los océanos y hasta lo que comemos, bebemos o respiramos sea cada vez más peligroso para la vida humana. La fisión ha introducido una forma de contaminación que puede poner a prueba la ingenuidad del hombre para su control.

Cuando el átomo de uranio o de plutonio se desintegra, sus *productos de fisión* toman varias formas. Los fragmentos incluyen isótopos de bario, o de tecnecio, o cualquier número de otras posibilidades. En conjunto, se han identificado hasta 200 productos diferentes de fisión radiactiva. Existen problemas en la tecnología nuclear, puesto que algunos absorben con fuerza neutrones y hacen las veces de amortiguador para la reacción de fisión. Por esta razón, el combustible en un reactor debe sustituirse y purificarse de vez en cuando.

Además, estos fragmentos de fisión son todos peligrosos para la vida en diversos grados, dependiendo de la energía y naturaleza de la radiación. Las partículas alfa, por ejemplo, que entran en el cuerpo son más peligrosas que las partículas beta. El índice de desintegración también es importante: un nucleido que se desintegra rápidamente bombardeará al receptor con más radiación por segundo o por hora que uno que se desintegre con mayor lentitud.

El índice de desintegración de un nucleido radiactivo es algo de lo que sólo cabe hablar cuando se implican gran número de nucleidos. Un núcleo individual puede desintegrarse en un momento dado —al instante siguiente o dentro de mil millones de años, o en cualquier tiempo intermedio—, y no hay manera de prever cuándo ocurrirá. Sin embargo, cada especie radiactiva, tiene un índice medio de desintegración, y si se hallan implicados los números de átomos suficientes! es posible predecir con gran exactitud qué proporción de los mismos se descompondrá en una unidad de tiempo dada. Por ejemplo, permítasenos decir que ese experimento muestra que, en una muestra dada de un átomo al que podemos llamar X, los átomos se desintegran en la proporción de 1 o 2 por año. Al final de año, 500 de cada 1.000 átomos X originales de la muestra quedarán como átomos X; al cabo de dos años 250 y, tras tres años, 125. Y así indefinidamente. El tiempo que tardan la mitad de los átomos originales en desintegrarse se llama *vida media* de ese átomo en particular (término introducido por Rutherford en 1904); por consiguiente, la vida media del átomo X es de un año. Cada nucleido radiactivo tiene su propia y característica vida media, que no cambia nunca en condiciones ordinarias. (La única clase de influencia exterior que puede cambiar las cosas es el bombardeo de los núcleos con una partícula o unas en extremo elevadas temperaturas en el interior de una estrella; en otras palabras, un suceso violento capaz de atacar *per se* los núcleos...)

La vida media del uranio 238 es 4,5 miles de millones de años. No nos sorprende, por tanto, que subsista todavía el uranio 238 en el Universo pese a la decadencia de sus átomos. Un cálculo muy simple nos demostrará que se requiere un período seis veces mayor que la vida media para reducir una cantidad determinada de nucleidos radiactivos hasta el 1 % del total original. Cuando hayan transcurrido 30 mil millones de años desde estas fechas, quedará todavía 1 kg de uranio por cada tonelada existente hoy día en la corteza terrestre.

Aunque los isótopos de un elemento sean químicamente idénticos, sus propiedades nucleares pueden diferir en gran manera. El uranio 235, por ejemplo, se desintegra seis veces más aprisa que el uranio 238; su vida media es sólo de 710 millones de años. Así, pues, cabe suponer que en los eones ya desaparecidos, el uranio contenía mucho más uranio 235 que el de nuestros días. Hace 6 millones de años, el uranio 235 representaría el 70 % aproximadamente del uranio natural. Sin embargo, el género humano no está consumiendo los residuos del uranio 235. Aunque se hubiese retrasado un millón de años el descubrimiento de la fisión, la Tierra poseería todavía un 99,99 % del uranio 235 existente en la actualidad.

Evidentemente, cualquier nucleido con una vida media inferior a los cien millones de años habría declinado hasta desvanecerse en la dilatada vida del Universo. Así se explica que hoy sólo encontremos algunos vestigios de plutonio. El isótopo de plutonio más longevo, el plutonio 244, tiene una vida media de 70 millones de años solamente.

El uranio, el torio y otros elementos radiactivos de larga vida dispersos entre rocas y tierra, emiten pequeñas cantidades de radiación que están siempre presentes en el aire circundante de nuestro medio. El propio hombre es ligeramente radiactivo, pues todos los tejidos orgánicos contienen trazas de un isótopo relativamente raro e inestable del potasio (potasio 40) que tiene una vida media de 1.300 millones de años. (Al desintegrarse, el potasio 40 produce algún argón 40 y, probablemente, eso aclara la circunstancia de que sea el nucleido más común entre los gases inertes de la Tierra. Los promedios potasio-argón han servido para verificar la edad de los meteoritos.)

También existe un isótopo radiactivo del carbono, el carbono 14, que, de ordinario, no se esperaría que estuviese presente en la Tierra, puesto que su vida media es de 5.770 años. Sin embargo, el carbono 14 se forma continuamente a causa del impacto de las partículas de rayos cósmicos sobre los átomos de nitrógeno de nuestra atmósfera. El resultado es que existen siempre presentes trazas de carbono 14, por lo que algunos de ellos se incorporan constantemente al dióxido de carbono de la atmósfera. Y debido a que se halla presente en el dióxido de carbono, se incorpora a las plantas a través de sus tejidos, desde donde se extiende a la vida animal, incluyéndonos a nosotros mismos.

El carbono 14 está siempre presente en el cuerpo humano en una concentración más pequeña que el potasio 40, pero el carbono 14, al tener con mucho una vida media menor, se desintegra con mayor frecuencia. El número de desintegraciones del carbono 14 puede llegar a ser de una sexta parte respecto del potasio 40. Sin embargo, cierto porcentaje del carbono 14 está contenido en los genes humanos. Y, cuando los mismos se desintegran, el resultado de ello puede ser profundos cambios en las células individuales, cambios que no ocurren en el caso de la desintegración del potasio 40.

Por esta razón, puede razonarse que el carbono 14 es un átomo más significativamente radiactivo que se encuentra de una forma natural en el cuerpo humano. Esta posibilidad ya fue señalada por el bioquímico rusonorteamericano Isaac Asimov en 1955.

Los diversos nucleidos radiactivos y las radiaciones energéticas que se producen de una forma natural (tales como los rayos cósmicos y los rayos gamma) constituyen una *radiación de fondo.* La exposición constante a la radiación natural, ha desempeñado probablemente un papel en el pasado en la evolución, produciendo mutaciones y tal vez sea en parte responsable de la plaga del cáncer. Pero los organismos vivientes lo han soportado durante millones de años. La radiación nuclear se ha convertido en un

grave azar sólo en nuestro tiempo, cuando empezamos a experimentar con el radio y luego con el advenimiento de la fisión y de los reactores nucleares.

En la época en que comenzó el proyecto de energía atómica, los físicos ya conocían por penosa experiencia los peligros de la radiación nuclear. Los que trabajaban en el proyecto se rodearon, por lo tanto, de unas elaboradas medidas de precaución. Los productos de fisión «calientes» y otras materias radiactivas fueron situadas detrás de recios muros blindados y sólo se miraban a través de trampillas de cristal. Se idearon instrumentos para manejar los materiales por mando a distancia. Se ordenó que todas las personas llevasen rollos de película fotográfica u otros mecanismos de detección para «vigilar» su exposición acumulada. También se realizaron muchos experimentos en animales para estimar la *exposición máxima permisible.* (Los mamíferos son más sensibles a la radiación que otras formas de vida, pero tienen también una resistencia media más elevada.)

A pesar de todo, sucedieron accidentes y unos cuantos físicos nucleares murieron de *enfermedad radiactiva* tras recibir dosis masivas. Si embargo, existen riesgos en cualquier ocupación, incluso en la más segura; los trabajadores de la energía nuclear están en realidad más protegidos que muchos otros, gracias al conocimiento creciente de los riesgos y de las precauciones respecto de la radiactividad.

Pero un mundo lleno de reactores nucleares, esparciendo productos de fisión a toneladas, y a millares de toneladas, sería algo muy diferente. ¿Cómo desembarazarse de todos esos mortíferos materiales?

Una gran parte de la radiactividad de vida corta se disipa hasta llegar a ser inofensiva en cosa de semanas o de meses; puede almacenarse durante ese tiempo y luego deshacerse de él. Los más peligrosos son los nucleidos con vidas medias de uno a treinta años. Tienen suficiente vida breve como para producir una intensa radiación, pero viven lo suficiente asimismo para ser peligrosos durante generaciones. Un nucleido con una vida media de treinta años empleará dos siglos en perder el 99 % de su actividad.

Empleo de productos de fisión

Los productos de fisión pueden tener buenos usos. Como fuentes de energía, suministran corriente a pequeños mecanismos o instrumentos. Las partículas emitidas por el isótopo radiactivo se absorben, y su energía se convierte en calor que, a su vez, producirá electricidad en pilas termoeléctricas. Las pilas que producen electricidad de esta forma son generadores de fuerza radioisótopos, y se les denomina por lo general SNAP (por *Systems for Nuclear Auxiliary Power,* es decir, «Sistemas de Fuerza Auxiliar Nuclear») o, aún más dramáticamente, *pilas atómicas.* Pueden alcanzar sólo el peso de un par de kilos, generar hasta 60 vatios y durar dos años. Las baterías SNAP han sido empleadas en satélites; por ejemplo, en el *Transit 4A* y en el *Transit 4B,* que fueron puestos en órbita por Estados Unidos en 1961 para servir, en último término, de ayuda a la navegación.

El isótopo usado con mayor frecuencia en las baterías SNAP es el estroncio 90, al que pronto se le mencionará en otro aspecto. Los isótopos de plutonio y de curio también se emplean en algunas variedades.

Los astronautas que aterrizaron en la Luna colocaron algunos de esos generadores de fuerza nuclear en la superficie para suministrar electricidad a cierto número de experimentos lunares y equipo de transmisión por radio. Los mismos han continuado funcionando infatigablemente durante años.

Los productos de fisión pueden tener asimismo un amplio uso potencial en medicina (en el tratamiento del cáncer, por ejemplo) o como bactericidas y para la conservación de alimentos, y en otros muchos campos de la industria, incluyendo la fabricación de productos químicos. Por ejemplo, la «Hercules Powder Company» ha diseñado un reactor para emplear la radiación en la producción del anticongelante etilenglicol.

Sin embargo, una vez analizado todo esto, cabe decir que no existe un uso concebible para más de una pequeña parte de las enormes cantidades de productos de fisión que descargan los reactores nucleares. Esto representa una importante dificultad en conexión, en general, con las centrales nucleares. Se estima que de cada 200.000 kilovatios de electricidad producida nuclearmente existe una producción de casi un kilogramo de productos de fisión al día. ¿Qué hacer con ellos? Estados Unidos ha almacenado ya muchos millones de litros de líquido radiactivo bajo tierra y se estima que hacia el año 2000 se necesitará eliminar hasta dos millones y medio de litros al día... Tanto Estados Unidos como Gran Bretaña han enterrado contenedores de hormigón llenos de productos radiactivos en el mar. Se ha propuesto arrojar los productos de desecho radiactivos en las fosas abisales oceánicas, almacenarlos en minas de sal abandonadas, encerrarlos en vidrio molido y enterrar el material solidificado. Pero siempre ha existido la nerviosa creencia de que, de una forma u otra, la radiactividad escapará con el tiempo y contaminará el suelo o los mares. Una pesadilla particularmente temible radica en la posibilidad de que un buque movido por energía nuclear naufrague y vierta sus productos de fisión acumulados en el océano. El hundimiento del submarino nuclear estadounidense, el *U. S. S. Thresher,* en el Atlántico Norte el 10 de abril de 1963 ha proporcionado nueva materia a este temor, aunque en este caso, al parecer, la mencionada contaminación no ha tenido lugar.

Lluvia radiactiva

Aunque la contaminación radiactiva ocasionada por la energía nuclear pacífica represente un peligro potencial, se la podrá controlar por lo menos con todos los medios posibles y, probablemente, se tendrá éxito. Pero hay otra contaminación que se ha extendido ya en todo el mundo y que, con seguridad, sería objeto de propagación deliberada en una guerra nuclear. Me refiero a la lluvia radiactiva procedente de las bombas atómicas.

La lluvia radiactiva es un producto de toda bomba nuclear, incluso de aquellas lanzadas sin intención aviesa. Como los vientos acarrean la lluvia radiactiva alrededor del mundo y las precipitaciones de agua la arrastran hacia tierra, resulta virtualmente imposible para cualquier nación el hacer explotar una bomba nuclear en la atmósfera sin la correspondiente detección. En el caso de una guerra nuclear, la lluvia radiactiva podría producir a largo plazo más víctimas y más daños a los seres vivientes del mundo entero que los estallidos incendiarios de las propias bombas sobre los países atacados.

La lluvia radiactiva se divide en tres tipos: «local», «troposférica» y «estratosférica». La lluvia radiactiva local resulta de las grandes explosiones cuando las partículas de polvo absorben a los isótopos radiactivos y se depositan rápidamente a centenares de kilómetros. Las explosiones aéreas de bombas nucleares de la magnitud kilotón, envían residuos de la fisión a la troposfera. Éstos quedan en suspensión al cabo de un mes, y durante ese intervalo los vientos los arrastran hacia el Este, haciéndoles recorrer millares de kilómetros.

La gran producción de productos de fisión de las superbombas termonucleares es lanzada a la estratosfera. Tal lluvia radiactiva estratosférica necesita un año o más para sedimentarse y distribuirse por todo un hemisferio, cayendo, llegado el momento, tanto sobre el atacante como sobre el atacado.

La intensidad de la lluvia radiactiva desatada por la primera superbomba, cuya explosión tuvo lugar en el Pacífico el 1 de marzo de 1954, cogió por sorpresa a los científicos. Ninguno había esperado que la lluvia radiactiva producida por una bomba de fusión fuese tan «perniciosa». La contaminación afectó seriamente a 22.000 km^2, un área casi equivalente a la superficie de Massachusetts. Pero todos ellos vieron claramente las razones cuando supieron que se había reforzado el núcleo de fusión con una capa de uranio 238 sobre la cual actuaron los neutrones para fisionarla. Ello no multiplicó solamente la fuerza de la explosión, sino que también originó una nube de residuos radiactivos mucho más voluminosa que la producida por una simple bomba de fisión del tipo Hiroshima.

Hasta estas fechas la lluvia radiactiva de los ensayos nucleares ha agregado solamente una pequeña cantidad de radiactividad a la radiación terrestre de fondo. Pero incluso un aumento ínfimo sobre el nivel natural acrecentaría la incidencia del cáncer, causaría trastornos genéticos y acortaría ligeramente el término medio de la longevidad. Los analistas más circunspectos de esos riesgos, conceden que si se incrementara el ritmo de mutación (véase en el capítulo 13 la discusión sobre mutaciones), la lluvia radiactiva entrañaría ciertas complicaciones para futuras generaciones.

Un producto determinado de la fisión es particularmente peligroso para la vida humana. Nos referimos al estroncio 90 (vida media: veintiocho años), un isótopo muy útil en los generadores SNAP. Cuando el estroncio 90 se precipita sobre tierras y aguas, las plantas lo asimilan y después lo incorporan a los cuerpos de aquellos animales (incluido el hombre) que se alimentan directa o indirectamente de ellas. El estroncio tiene gran similitud química con el calcio, y por ello se dirige a los huesos para alojarse en ellos durante largo tiempo. Ahí reside su peculiar peligro. Los minerales alojados en los huesos tienen una lenta «evolución»; es decir, no se les remplaza tan rápidamente como a las sustancias de los tejidos blandos. Por tal razón, el estroncio 90, una vez absorbido, puede permanecer en el cuerpo de la persona afectada durante el resto de su vida (fig. 10.5.).

El estroncio 90 es una sustancia insólita en nuestro medio ambiente; no existía sobre la Tierra en cantidades apreciables hasta que el hombre fisionó el átomo de uranio. Pero, hoy día, al cabo de una generación escasamente, el estroncio 90 se ha incorporado a los huesos de todo ser humano sobre la Tierra y, sin duda, de todos los vertebrados. En la estratosfera flotan todavía cantidades considerables de este elemento y, tarde o temprano, reforzarán la concentración ya existente en nuestros huesos.

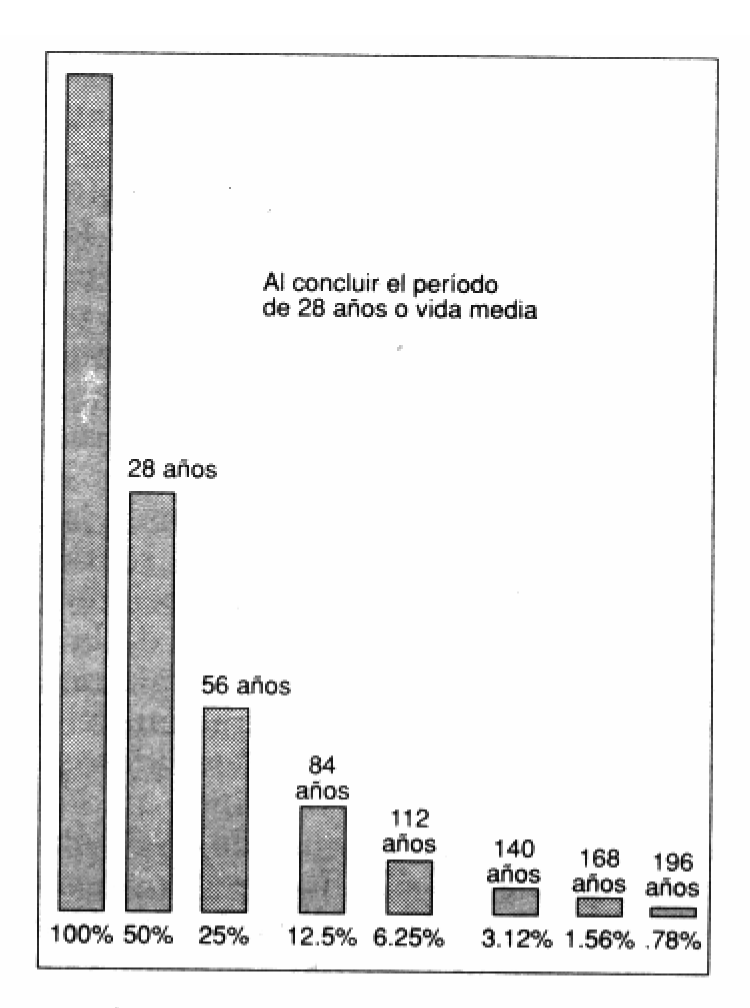


FIG. 10.5. *Decadencia del estroncio 90 al cumplirse aproximadamente 200 años.*

Las «unidades estroncio» (UE) miden la concentración de estroncio 90. Una UE es un micromicrocurio de estroncio 90 por cada gramo de calcio en el cuerpo. Un «curio» es una unidad de radiación (naturalmente llamada así en memoria de los Curie) que equivalía inicialmente a la radiación producida por un gramo de radio equilibrado con el producto de su desintegración, el radón. Hoy se la conceptúa generalmente como el equivalente de 37 mil millones de desintegraciones por segundo. Un micromicrocurio es una trillonésima de curio, o bien 2,12 desintegraciones por minuto. Por consiguiente, una «unidad estroncio» representa 2,12 desintegraciones por minuto y por cada gramo de calcio existente en el cuerpo.

La concentración de estroncio 90 en el esqueleto humano varía considerablemente según los lugares y los individuos. Se ha comprobado que algunas personas contienen una cantidad setenta y cinco veces mayor que el promedio. Los niños cuadruplican como término medio la concentración de los adultos, debido a la más intensa evolución de la materia en sus huesos incipientes. El cálculo del promedio varía según los casos, pues su base fundamental es la porción de estroncio 90 en las dietas. (Por cierto que la leche no es un alimento especialmente peligroso en este sentido, aunque el calcio asimilado de los vegetales vaya asociado con bastante más estroncio 90. El «sistema filtrador» de la vaca elimina parte del estroncio que ingiere con el pienso vegetal.) Se calcula que el promedio de concentración del estroncio 90 en los huesos de los ciudadanos estadounidenses en 1959 oscilaba entre una unidad estroncio y cinco unidades estroncio largas. (La Comisión Internacional de Radiación estableció el «máximo permisible» en 67 UE.) Pero los promedios significan muy poca cosa, máxime cuando el estroncio 90 puede concentrarse en «lugares críticos» de los huesos y alcanzar suficiente nivel para producir leucemia o cáncer.

Los efectos de la radiación ocasionaron por su importancia, entre otras cosas, la adopción de diversas unidades específicas con objeto de apreciar su amplitud. Una, por ejemplo, el «roentgen» o roentgenio (llamada así para recordar al descubridor de los rayos X) se basa en el número de iones originados por los rayos X o los rayos gamma bajo estudio. Más recientemente se ha implantado el «rad» (abreviatura de «radiación»). Representa la absorción de 100 ergios por gramo de cualquier tipo de radiación.

La naturaleza de la radiación tiene su importancia. Un «rad» de partículas masivas es mucho más efectivo que un «rad» de partículas ligeras respecto a la inducción de cambios químicos en los tejidos; por tanto, la energía bajo la forma de partículas alfa es más peligrosa que esa misma energía bajo la forma de electrones.

Los estragos químicos causados por la radiación obedecen principalmente a la desintegración de las moléculas del agua (que integran la mayor parte de los tejidos vivos) en fragmentos excepcionalmente activos («radicales libres») que reaccionan a su vez con las complejas moléculas del tejido. Las lesiones medulares, interceptando la producción de células sanguíneas, son una manifestación particularmente grave de la «enfermedad radiactiva» que conduce sin remedio a la muerte cuando se desarrolla lo suficiente.

Muchos científicos eminentes creen firmemente que la lluvia radiactiva representa un importante riesgo para la raza humana. El químico norteamericano Linus Pauling asegura que la lluvia radiactiva de una sola superbomba puede ocasionar 100.000 muertos por leucemia y otras enfermedades en el mundo entero, e indica que el carbono radiactivo 14, producido por los neutrones de una explosión nuclear, constituye un grave peligro genético. Así pues, Pauling ha abogado apasionadamente por el cese de las pruebas nucleares; hoy respalda todos los movimientos encaminados a atajar el peligro de una guerra y promover el desarme. Por otra parte, algunos científicos, incluido el físico estadounidense de origen húngaro Edward Teller, quitan importancia a los riesgos implícitos en la lluvia radiactiva.

Por lo general, el mundo simpatiza con Pauling, como lo revela el hecho de que se le concediera el premio Nobel de la Paz, en 1962. (Ocho años antes, Pauling había ganado el premio Nobel de Química; así, pues, él y Marie Curie son los únicos miembros de esa agrupación selecta a quienes se han otorgado dos premios Nobel.)

En el otoño de 1958, Estados Unidos, la URSS y Gran Bretaña suspendieron los ensayos nucleares con arreglo a un «acuerdo entre caballeros» (lo cual no impidió que Francia hiciera explotar su primera bomba atómica en la primavera de 1960). Durante tres años todo pareció de color rosa; la concentración de estroncio 90 llegó a un punto culminante hacia 1960 y luego se equilibró muy por debajo de un nivel que, según se estima, es la cantidad máxima compatible con la seguridad. Así y todo, en los trece años de pruebas nucleares totalizando la explosión de 150 bombas muy diversas, se ha contaminado la atmósfera con 25 millones de curios de estroncio 90 y cesio 137 (otro producto peligroso de la fisión). Solamente dos de esos artefactos explotaron con intenciones homicidas, pero el resultado de las restantes explosiones fue también bastante funesto.

En 1961, la Unión soviética puso fin a la moratoria sin el menor aviso y reanudó sus ensayos. Como quiera que la URSS hizo explotar bombas termonucleares de un poder sin precedentes, Estados Unidos se creyeron obligados a renovar sus experimentos. La opinión pública mundial, despabilada por el alivio de la moratoria, reaccionó con suma indignación.

Por consiguiente, el 10 de octubre de 1963, las tres potencias nucleares más representativas firmaron un tratado acordando suspender las pruebas nucleares (ya *no* fue un mero acuerdo entre caballeros), es decir, la explosión de bombas nucleares en la atmósfera, el espacio y el fondo marino. Sólo se permitieron las explosiones subterráneas porque no producían lluvia radiactiva.

Ésta ha sido la acción más esperanzadora encaminada a la supervivencia humana que ha tenido lugar desde el principio de la Era nuclear.

FUSIÓN NUCLEAR CONTROLADA

Durante más de treinta años, los físicos nucleares han tenido en sus mentes la posibilidad de un sueño más atractivo que convertir la fisión en unos usos constructivos: el sueño de domesticar la energía de fusión. A fin de cuentas, la fusión es el motor que logra que nuestro mundo siga funcionando: las reacciones de fusión en el Sol constituyen la fuente definitiva de todas nuestras formas de energía y de la misma vida. Si pudiésemos de alguna forma reproducir y controlar semejantes reacciones en la Tierra, todos nuestros problemas energéticos quedarían resueltos. Nuestro suministro de combustible podría ser tan grande como el océano, puesto que el combustible sería el hidrógeno.

Y, cosa rara, éste no constituiría el primer empleo del hidrógeno como combustible. No mucho después de que se descubriese el hidrógeno y se estudiasen sus propiedades, se ganó un lugar como combustible químico. El científico estadounidense Robert Haré creó un soplete oxihidrílico en 1801, y la cálida llama del hidrógeno ardiendo en oxígeno ha servido a la industria desde entonces.

El hidrógeno líquido se ha empleado también como un inmensamente importante combustible en los cohetes, v se ha sugerido emplear el hidrógeno como un combustible particularmente limpio para generar electricidad, y en los automóviles eléctricos y vehículos similares. (En estos últimos casos, el problema radica en que aún subsiste la facilidad de explosión en el aire.) Sin embargo, a lo que se le ha atribuido una mayor importancia es al combustible de fusión nuclear.

La energía de la fusión es inmensamente más conveniente que la de la fisión. Kilo por kilo, un reactor de fusión suministrará diez veces más energía que un reactor de fisión. Medio kilogramo de hidrógeno, en fusión, producirá 35 millones de kilovatios-hora de energía. Además, la fusión dependerá de los isótopos de hidrógeno que pueden conseguirse con facilidad del océano en grandes cantidades, mientras que la fisión requiere el laboreo del uranio y del torio, una tarea comparativamente mucho más difícil. Asimismo, mientras la fusión produce cosas tales como neutrones e hidrógeno 3, que no se espera que sean tan peligrosos como los productos de fisión. Finalmente, y tal vez mucho más importante, un reactor de fusión, en el caso de un eventual mal funcionamiento, se colapsaría y desaparecería, mientras que la reacción de fisión

puede escapar del control humano (una *excursión nuclear),* produce un derretimiento de su uranio (aunque esto no ha sucedido hasta ahora) y expande peligrosamente la radiactividad.

Si la fusión controlada llega a ser factible, en ese caso, considerando la disponibilidad del combustible y la riqueza de la energía que produciría, proporcionaría un útil suministro energético que duraría miles de millones de años, mientras existiere la Tierra. El único resultado peligroso sería entonces la *contaminación térmica,* la adición general de energía de fusión al calor total que llega a la superficie de la Tierra. Esto elevaría levemente la temperatura y tendría unos resultados similares a los de efecto invernadero. También podría ser verdad de la energía solar obtenida por cualquier otra fuente distinta de la radiación solar que llega a la Tierra de forma natural. Las centrales de energía solar, al operar, por ejemplo, en el espacio, se añadirían al calor natural que alcanza la superficie terrestre. En uno u otro caso, la Humanidad debería limitar sus usos de energía o prever unos métodos para desembarazarse del calor de la Tierra en el espacio de una proporción superior a la natural.

Sin embargo, todo esto es sólo de interés teórico en el caso de que la fusión nuclear controlada pueda llevarse al laboratorio y convertirse en un práctico proceso comercial. Tras una generación de trabajos, aún no hemos alcanzado ese punto.

De los tres isótopos de hidrógeno, el hidrógeno 1 es el más común y asimismo el más difícil de forzar su fusión. Es el combustible particular del Sol, pero el Sol lo tiene en miles de billones de kilómetros cúbicos, junto con un enorme campo gravitatorio para mantenerlo unido y unas temperaturas centrales de muchos millones de grados. Sólo un pequeño porcentaje del hidrógeno dentro del Sol se halla en fusión en un momento dado, pero a causa de la vasta masa presente, incluso un pequeño porcentaje es suficiente.

El hidrógeno 3 es el más fácil de llevar a la fusión, pero existe en tan pequeñas cantidades y puede únicamente obtenerse con tan espantoso gasto de energía, que resulta desesperanzador pensar en él, por lo menos aún no, como un combustible práctico por sí mismo.

Esto nos deja al hidrógeno 2, que es más fácil de manejar que el hidrógeno 1 y mucho más común que el hidrógeno 3. En todo el hidrógeno del mundo, sólo un átomo de cada 6.000 es deuterio, pero eso es suficiente. Por lo tanto, existen 33 mil billones de toneladas de deuterio en el océano, lo suficiente para suministrar al hombre una amplia energía durante todo un previsible futuro.

Sin embargo, también aquí existen problemas. Esto puede parecer sorprendente, dado que las bombas de fusión existen. Si podemos conseguir que el hidrógeno se fusione, ¿por qué no podemos construir un reactor lo mismo que una bomba? Ah, para conseguir una bomba de fusión necesitamos el empleo de una bomba de fisión que sirva de ignición para el proceso. Y para construir un reactor de fisión, precisamos de una ignición más suave, obviamente, y debemos mantener la reacción dentro de un índice constante, controlado... y no explosivo.

El primer problema es el menos difícil. Fuertes corrientes eléctricas, ondas sónicas de alta energía, rayos láser, etc., pueden producir temperaturas de hasta varios millones de grados en muy poco tiempo. No existen dudas de que se conseguirían las temperaturas requeridas.

Mantener la temperatura mientras se consigue (como confiamos) que el hidrógeno esté en fusión constituye algo más dificultoso. Resulta obvio que ningún contenedor material resistiría un gas a unas temperaturas probablemente por encima de 100 millones de grados. O el contenedor se vaporizaría o el gas se enfriaría. El primer paso hacia una solución radica en reducir la densidad del gas muy por debajo de la presión normal, disminuyendo de esta forma el contenido calórico, aunque la energía de la partícula continuase siendo elevada. El segundo paso constituye un concepto de una gran ingenuidad. Un gas a una temperatura muy elevada tiene todos los electrones separados de sus átomos; se trata del *plasma* (término introducido por Irving

Langmuir ya en los años 1930), compuesto por electrones y núcleos desnudos. Dado que se halla entonces formado enteramente por partículas cargadas, ¿por qué no emplear un fuerte campo magnético, que ocupara el lugar de un contenedor material para albergarlo? El hecho de que los campos magnéticos retengan las partículas cargadas y *atenacen* una corriente de las mismas unida, constituye algo conocido desde 1907, cuando se le llamaba *efecto de estricción.* Se intentó la idea de una *botella magnética y* funcionó, pero sólo durante un instante brevísimo (fig. 10.6). Las volutas de plasma en estricción en la botella, inmediatamente empiezan a ondear como una serpiente, se desintegran y desaparecen.

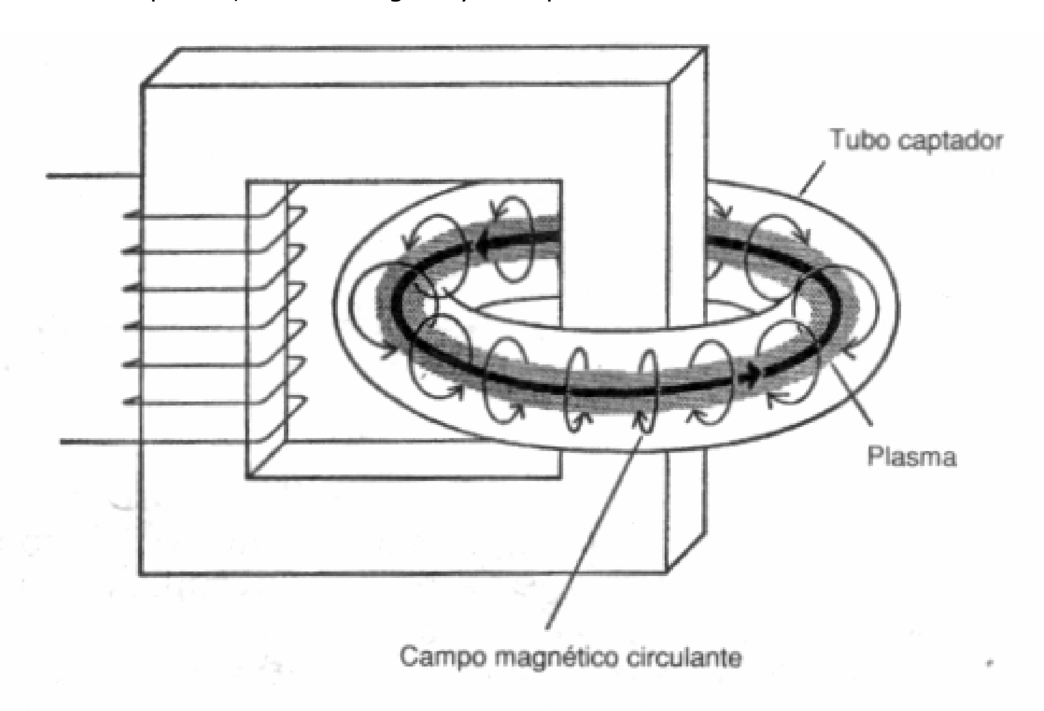


FIG. 10.6. *Botella magnética cuya misión consiste en retener un gas caliente de los núcleos de hidrógeno (el plasma). El anillo se denomina* toros.

Otro enfoque consiste en obtener un campo magnético más fuerte en los extremos del tubo, para que el plasma sea rechazado y se impida su desintegración. Esto también se mostró deficiente. Pero no del todo. Si un plasma a 100 millones de grados pudiese mantenerse en su sitio durante sólo cosa de un segundo, comenzaría la reacción en fusión, y la energía se extraería del sistema. Dicha energía se emplearía para hacer más firme el campo magnético y más potente, a fin de conservar la temperatura en el nivel apropiado. La reacción de fusión se mantendría a sí misma, y la misma energía producida serviría para conservarlo todo en funcionamiento. Pero el impedir que el plasma no se desintegre durante un segundo es mucho más de lo que aún puede realizarse.

Dado que la fuga de plasma tiene lugar con particular facilidad en el extremo del tubo, ¿por qué no eliminar los extremos del tubo, dando a éste una forma de anilla? Una forma particularmente útil diseñada es el tubo anilliforme («toro»), retorcido en forma de número ocho. Este mecanismo en forma de ocho fue diseñado, en 1951, por Spitzer y se le denomina *estellarator.* Un artilugio más utilizable fue el concebido por el físico soviético Lev Andréievich Artsimóvich. A éste se le denomina Cámara Magnética Toroidal, y se abrevia como «Tokamak».

Los físicos norteamericanos están trabajando asimismo con «Tokamaks» y, además, con un aparato llamado «Scyllac», que ha sido diseñado para mantener a los gases más densos y que, por tanto, requieren un período más breve de contención.

Durante casi veinte años, los físicos han estado aproximándose centímetro a centímetro a la energía de fusión. El progreso ha sido lento, pero no existen aún signos definitivos de haber llegado a un callejón sin salida.

Mientras tanto, aún no se ha dado con unas aplicaciones prácticas de la investigación acerca de la fusión. Unos sopletes de plasma que emitieran chorros a temperaturas de hasta 50.000° C en absoluto silencio llevarían a cabo la función de los sopletes químicos ordinarios. Y se ha sugerido que el soplete de plasma es la unidad que menos desperdicios tendría. En su llama, todo —*todo*— se desintegraría en sus elementos constituyentes, y esos elementos estarían disponibles para reciclarlos y convertirlos de nuevo en materiales útiles.

Apéndice

LAS MATEMÁTICAS EN LA CIENCIA

GRAVITACIÓN

Como se ha explicado en el capítulo 1, Galileo inició la ciencia en su sentido moderno introduciendo el concepto de razonamiento apoyado en la observación y en la experimentación de los principios básicos. Obrando así, introdujo también la técnica esencial de la medición de los fenómenos naturales con precisión y abandonó la práctica de su mera descripción en términos generales. En resumen, cambió la descripción cualitativa del universo de los pensadores griegos por una descripción cuantitativa.

Aunque la ciencia depende mucho de las relaciones y operaciones matemáticas, y no existiría en el sentido de Galileo sin ellas, sin embargo, no hemos escrito este libro de una forma matemática y lo hemos hecho así deliberadamente. Las matemáticas, después de todo, son una herramienta altamente especializada. Para discutir los progresos de la ciencia en términos matemáticos, necesitaríamos una cantidad de espacio prohibitivo, así como un conocimiento sofisticado de matemáticas por parte del lector. Pero en este apéndice nos gustaría presentar uno o dos ejemplos de la manera en que se han aplicado las matemáticas sencillas a la ciencia con provecho. ¿Cómo empezar mejor que con el mismo Galileo?

La primera ley del movimiento

Galileo (al igual que Leonardo da Vinci casi un siglo antes) sospechó que los objetos al caer aumentaban constantemente su velocidad a medida que lo hacen. Se puso a medir exactamente en qué cuantía y de qué manera aumentaba la velocidad.

Dicha medición no podía considerarse fácil para Galileo, con los instrumentos de que disponía en 1600. Medir una velocidad requiere la medición del tiempo. Hablamos de velocidades de 1.000 km por hora, de 4 km por segundo. Pero no había ningún reloj en tiempos de Galileo que diera la hora en intervalos aproximadamente iguales.

Galileo acudió a un rudimentario reloj de agua. Dispuso agua que goteaba lentamente de un pequeño tubo, suponiendo, con optimismo, que el líquido goteaba con una frecuencia constante. Esta agua la recogía en una taza, y por el peso del agua caída durante el intervalo de tiempo en que un acontecimiento tenía lugar, Galileo medía el tiempo transcurrido. (En ocasiones, también utilizó el latido de su pulso con este propósito.)

Sin embargo, una dificultad estribaba en que, al caer un objeto, lo hacía tan rápidamente que Galileo no podía recoger suficiente agua, en el intervalo de caída, como para poder pesarla con precisión. Lo que hizo entonces fue "diluir" la fuerza de la gravedad haciendo rodar una bola metálica por un surco en un plano inclinado. Cuanto más horizontal era el plano, más lentamente se movía la bola. Así, Galileo fue capaz de estudiar la caída de los cuerpos en cualquier grado de "movimiento lento" que deseara.

Galileo halló que una bola, al rodar sobre un plano perfectamente horizontal, se movía con velocidad constante. (Esto supone una ausencia de rozamiento, una condición que podría presumirse dentro de los límites de las rudimentarias mediciones de Galileo.) Ahora bien, un cuerpo que se mueve en una trayectoria horizontal lo hace formando ángulos rectos con la fuerza de la gravedad. En tales condiciones, la velocidad de este cuerpo no es afectada por la gravedad de ninguna manera. Una bola que descansa sobre un plano horizontal permanece inmóvil, como cualquiera puede observar. Una bola impulsada a moverse sobre un plano horizontal lo hace con una velocidad constante, como observó Galileo.

Matemáticamente, entonces, se puede establecer que la velocidad v de un cuerpo, en ausencia de cualquier fuerza exterior, es una constante k, o

$$v = k$$

Si k es igual a cualquier número distinto de cero, la bola se mueve con velocidad constante. Si k es igual a cero, la bola está en reposo; así, el reposo es un "caso particular" de velocidad constante.

Casi un siglo después, cuando Newton sistematizó los descubrimientos de Galileo referentes a la caída de los cuerpos, este hallazgo se transformó en la Primera Ley del Movimiento (también llamada "el principio de inercia"). Esta ley puede expresarse así: todo cuerpo persiste en un estado de reposo o de movimiento uniforme rectilíneo, a menos que una fuerza exterior le obligue a cambiar dicho estado.

Cuando una bola rueda hacia abajo por un plano inclinado, no obstante, está bajo la continua atracción de la gravedad. Su velocidad entonces, como halló Galileo, no era constante, sino que se incrementaba con el tiempo. Las mediciones de Galileo mostraron que la velocidad aumentaba en proporción al período de tiempo t.

En otras palabras, cuando sufre la acción de una fuerza exterior constante, su velocidad, partiendo del reposo, puede ser expresada como:

$$V = kt$$

¿Cuál era el valor de k? :

Este, como fácilmente se hallaba por experimentación, dependía de la pendiente del plano inclinado. Cuanto más cerca de la vertical se hallaba el plano, más rápidamente la bola que rodaba aumentaba su velocidad y mayor era el valor de k. El máximo aumento de velocidad aparecía cuando el plano era vertical, en otras palabras, cuando la bola caía bajo la fuerza integral de la gravedad. El símbolo g (por "gravedad") se usa cuando la fuerza íntegra de la gravedad está actuando, de forma que la velocidad de una bola en caída libre, partiendo del reposo, era:

$$v = gt$$

Consideramos el plano inclinado con más detalle, en el diagrama:

La longitud del plano inclinado es AB, mientras que su altura hasta el extremo superior es AC. La razón de AC a AB es el seno del ángulo x, usualmente abreviado como sen x.

El valor de esta razón -esto es, de sen x- puede ser obtenido de forma aproximada constituyendo triángulos con ángulos particulares y midiendo realmente la altura y

longitud implicadas en cada caso. O puede calcularse mediante técnicas matemáticas con toda precisión, y los resultados pueden incorporarse en una tabla. Usando dicha tabla, podemos hallar, por ejemplo, que sen 10° es aproximadamente igual a 0,17356, que sen 45° es aproximadamente igual a 0,70711, y así sucesivamente.

Hay dos importantes casos particulares. Supongamos que el plano "inclinado" es precisamente horizontal. El ángulo x es entonces cero, y como la altura del plano inclinado es cero, la razón de la altura de su longitud será también cero. En otras palabras, sen O" = 0. Cuando el plano "inclinado" es precisamente vertical, el ángulo que forma con la base es un ángulo recto, o de 90°. Su altura es entonces exactamente igual a su longitud, de forma que la razón de uno al otro es exactamente 1. Por tanto, sen 90° = 1.

Volvamos ahora a la ecuación que muestra que la velocidad de una bola rodando hacia abajo por un plano inclinado es proporcional al tiempo:

$$v = kt$$

Se puede probar empíricamente que el valor de k varía con el seno del ángulo, de forma que:

$$k = k' \, sen \, x$$

(donde k' es utilizado para indicar una constante que es diferente de k).

(En honor a la verdad, el papel del seno en relación con el plano inclinado fue estudiado, con anterioridad a Galileo, por Simón Stevinus, quien también llevó a cabo el famoso experimento de dejar caer diferentes masas desde una cierta altura, un experimento tradicional, pero erróneamente atribuido a Galileo. Sin embargo, si Galileo no fue realmente el primero en experimentar y medir, sí lo fue en inculcar al mundo científico, de forma indeleble, la necesidad de experimentar y medir, y ésa es ya una gloria suficiente.)

En el caso de un plano inclinado completamente vertical, el sen x se convierte en sen 90°, que es 1, también en la caída libre.

$$k = k'$$

Se deduce que k' es el valor de k en la caída libre bajo la total atracción de la gravedad, que ya hemos convenido en representar por g. Podemos sustituir g por k' y tenemos para cada plano inclinado:

$$k = g \, sen \, x$$

La ecuación para la velocidad de un cuerpo rodando sobre un plano inclinado es, en consecuencia:

$$v = (g \, sen \, x) \, t$$

Sobre un plano horizontal con sen x = sen 0° = 0, la ecuación para la velocidad se transforma en:

$$v = 0$$

Esto es otra manera de expresar que una bola sobre un plano horizontal, partiendo de un estado de reposo, permanecerá inmóvil a pesar del paso del tiempo. Un objeto en reposo tiende a permanecer en él, y así sucesivamente. Esto

es parte de la Primera Ley del Movimiento, y se deduce de la ecuación de la velocidad en el plano inclinado.

Supongamos que la bola no parte del reposo, sino que tiene un movimiento inicial antes de empezar a rodar. Supongamos, en otras palabras, que tenemos una bola moviéndose a lo largo de un plano horizontal a 1,5 m por segundo, y que, de pronto, se halla en el extremo superior de un plano inclinado y empieza a rodar hacia abajo por él.

El experimento prueba que su velocidad después de eso es mayor de 1,5 m por segundo, en cada instante, que la que debería tener si hubiera empezado a rodar hacia abajo por el plano partiendo del reposo. En otras palabras, la ecuación para el movimiento de una bola rodando hacia abajo por un plano inclinado puede expresarse, en una forma más completa, como sigue:

$$v = (g\ sen\ x)t + V$$

donde V es la velocidad inicial anterior. Si un objeto parte del reposo, entonces V es igual a 0 y la ecuación se convierte en la que teníamos antes:

$$v = (g\ sen\ x)t$$

Si consideramos a continuación un objeto con una velocidad inicial sobre un plano horizontal, de forma que ese ángulo x es 0°, la ecuación queda:

$$v = (g\ sen\ 0°) + V$$

o, puesto que sen 0° es 0:

$$v = V$$

Así la velocidad de tal objeto permanece igual a su velocidad inicial, pese al tiempo transcurrido. Esto es la consecuencia de la Primera Ley del Movimiento, deducida de la observación del movimiento sobre un plano inclinado.

La proporción en que cambia la velocidad se llama "aceleración". Si, por ejemplo, la velocidad (en metros por segundo) de una bola rodando hacia abajo por un plano inclinado es, al final de los sucesivos segundos, 4, 8, 12, 16... entonces la aceleración es de un metro por segundo cada segundo. En la caída libre, si usamos la ecuación:

$$v = gt$$

cada segundo de caída origina un aumento de velocidad de g metros por segundo. Por tanto, g representa la aceleración debida a la gravedad.

El valor de g puede determinarse a partir de los experimentos del plano inclinado. Despejando la ecuación del plano inclinado hallamos:

$$g = \frac{V}{(t\ sen\ x)}$$

Puesto que v, t y x pueden medirse, g puede calcularse y resulta ser igual a 9 metros por segundo, cada segundo, en la superficie terrestre. Por tanto, en la caída libre bajo la acción de la gravedad normal en la superficie terrestre, la velocidad de caída está relacionada con el tiempo de este modo:

$$v = 9t$$

Ésta es la solución del problema original de Galileo, esto es, determinar la velocidad de caída de un cuerpo y la proporción en que esa velocidad varía.

El siguiente problema es: ¿qué distancia recorre un cuerpo que cae en un tiempo dado? A partir de la ecuación que relaciona la velocidad con el tiempo, es posible relacionar la distancia con el tiempo por un proceso de cálculo llamado "integración". No es necesario entrar en eso, sin embargo, porque la ecuación puede ser obtenida por la experiencia, y, en esencia, Galileo hizo esto.

Halló que una bola rodando hacia abajo por un plano inclinado recorre una distancia proporcional al cuadrado del tiempo. En otras palabras, doblando el tiempo, la distancia aumenta al cuadruplo, y así sucesivamente.

Para un cuerpo que cae libremente, la ecuación que relaciona la distancia d y el tiempo es:

$$d = \frac{1}{2}gt^2$$

o, puesto que g es igual a 9:

$$d = 4,5t^2$$

A continuación, supongamos que, en vez de partir del reposo, se lanza horizontalmente sobre un objeto desde una cierta altura en el aire. Su movimiento sería, por tanto, la composición de dos movimientos: uno horizontal y otro vertical.

El movimiento horizontal, que no incluye ninguna otra fuerza aparte del impulso inicial (si despreciamos el viento, la resistencia del aire, etc.), es de velocidad constante, de acuerdo con la Primera Ley del Movimiento, y la distancia que recorre horizontalmente el objeto es proporcional al tiempo transcurrido. Sin embargo, el movimiento vertical cubre una distancia, tal como ya explicamos, que es proporcional al cuadrado del tiempo transcurrido. Antes de Galileo, se creía vagamente que un proyectil del tipo de una bala de cañón se desplazaba en línea recta hasta que el impulso que lo empujaba se agotaba de algún modo, después de lo cual caía en línea recta hacia abajo. Galileo, sin embargo, realizó el gran adelanto de combinar los dos movimientos.

La combinación de estos dos movimientos (proporcional al tiempo, horizontalmente, y proporcional al cuadrado del tiempo, verticalmente) origina una curva llamada parábola. Si un cuerpo se lanza, no horizontalmente, sino hacia arriba o hacia abajo, la curva del movimiento es también una parábola.

Tales curvas de movimiento, o trayectorias, se aplican, por supuesto, a proyectiles como una bala de cañón. El análisis matemático de las trayectorias contenido en los trabajos de Galileo permitió calcular dónde caerá una bala de cañón, cuando se la dispara conociendo la fuerza de propulsión y el ángulo de elevación del cañón. A pesar de que el hombre ha lanzado objetos por diversión, para obtener alimentos, para atacar y para defenderse, desde hace incontables milenios, se debe únicamente a Galileo el que por vez primera, gracias a la experimentación y medición, exista una ciencia de la "balística". Por tanto, dio la casualidad que el verdadero primer hallazgo de la ciencia moderna demostraba tener una aplicación militar directa e inmediata.

También tenía una importante aplicación en la teoría. El análisis matemático de la combinación de más de un movimiento resolvía varias objeciones a la teoría de Copérnico. Demostraba que un objeto lanzado hacia arriba no quedaría retrasado en el espacio con respecto a la Tierra en movimiento, puesto que el objeto tendría dos movimientos: uno originado por el impulso del lanzamiento y otro ligado al movimiento de la Tierra. También hacía razonable suponer que la Tierra poseía dos movimientos simultáneos: uno de rotación alrededor de su eje y otro de

traslación alrededor del Sol, una situación que algunos de los no copernicanos insistían que era inconcebible.

La segunda y la tercera leyes

Isaac Newton extendió los conceptos de Galileo sobre el movimiento a los cielos y demostró que el mismo sistema de leyes del movimiento podía aplicarse tanto a los astros como a la Tierra.

Empezó considerando la posibilidad de que la Luna pudiera caer hacia la Tierra, debido a la gravedad de ésta, pero afirmó que nunca podría colisionar con ella a causa de la componente horizontal de su movimiento. Un proyectil disparado horizontalmente, como decíamos, sigue una trayectoria parabólica descendente para interseccionar con la superficie de la Tierra. Pero la superficie de la Tierra también está curvada hacia abajo, puesto que la Tierra es una esfera. Si se le diera a un proyectil un movimiento horizontal lo suficientemente rápido, podría describir una curva hacia abajo no más acusada que la superficie de la Tierra y, por tanto, podría circunvalar eternamente la Tierra.

Ahora bien, el movimiento elíptico de la Luna alrededor de la Tierra puede descomponerse en sus componentes horizontal y vertical. El componente vertical es tal, que, en el intervalo de un segundo, la Luna cae un poco más de 0,127 cm hacia la Tierra.

En este tiempo, se desplaza también unos 1.000 metros en dirección horizontal, justamente la distancia necesaria para compensar la caída y proseguir alrededor de la curvatura de la Tierra.

La cuestión era si estos 0,127 cm de descenso de la Luna era causado por la misma atracción gravitatoria que hacía que una manzana, cayendo desde un árbol, descendiera unos 5 m en el primer segundo de su caída.

Newton vio la fuerza de la gravedad terrestre como separándose en todas direcciones, al igual que una gran esfera en expansión.

El área de la superficie de una esfera es proporcional al cuadrado de su radio r:

$$A = 4\pi r^2$$

En consecuencia, razonaba que la fuerza gravitatoria expandiéndose por la superficie esférica, debe disminuir en proporción al cuadrado de su radio. La intensidad de lajuz y el sonido disminuyen con el cuadrado de la distancia hacia el foco: ¿por qué no podía suceder lo mismo con la fuerza de la gravedad?

La distancia desde el centro de la Tierra hasta una manzana situada en su superficie es aproximadamente de 6.437 km. La distancia desde el centro de la Tierra a la Luna es aproximadamente de 386.000 km. Puesto que la distancia a la Luna es sesenta veces mayor que hasta la manzana, la fuerza de la gravedad terrestre en la Luna debía ser 602, o 3.600 veces menor que en la manzana.

Si dividimos 5 cm por 3.600, nos dará aproximadamente 0,127. Le pareció evidente a Newton que la Luna ciertamente

se movía dentro del campo de acción de la gravedad terrestre.

Newton fue llevado, además, a considerar la "masa" en relación con la gravedad. Corrientemente, medimos la masa como el peso. Pero el peso es solamente el resultado de la atracción de la fuerza gravitatoria de la Tierra. Si no existiera ninguna gravedad, un objeto no tendría peso; sin embargo, contendría la misma cantidad de materia. La masa, por tanto, es independiente del peso, y deberíamos ser capaces de medirla sin tener en cuenta éste.

Supongamos que se tira un objeto situado sobre una superficie perfectamente pulimentada en una dirección horizontal a la superficie terrestre, de forma que no exista ninguna resistencia de la gravedad. Habrá que efectuar una fuerza para poner el objeto en movimiento y para acelerar este movimiento, a causa de la inercia del cuerpo. Si se mide cuidadosamente la fuerza aplicada, es decir, tirando con un dinamómetro unido al objeto, hallaremos que la fuerza f requerida para producir una aceleración dada a es directamente proporcional a la masa m. Si se dobla la masa, hallaremos que hay que doblar la fuerza. Para una masa dada, la fuerza requerida es directamente proporcional a la aceleración deseada. Matemáticamente, esto se expresa en la ecuación:

$$f = ma$$

La ecuación se conoce como la Segunda Ley del Movimiento de Newton.

Así, tal como Galileo había descubierto, la atracción de la gravedad terrestre acelera todos los cuerpos, pesados o ligeros, exactamente en la misma proporción. (La resistencia del aire puede retrasar la caída de muchos cuerpos ligeros, pero, en el vacío, una pluma caerá tan rápidamente como una masa de plomo, lo cual puede comprobarse fácilmente.) Si la Segunda Ley del Movimiento es válida, hemos de concluir que la atracción de la fuerza de la gravedad sobre un cuerpo pesado debe ser mayor que sobre un cuerpo ligero, con el fin de producir la misma aceleración. Para acelerar una masa que es ocho veces mayor que otra, por ejemplo, necesitamos una fuerza ocho veces superior. De aquí se deduce que la atracción de la fuerza de la gravedad sobre cualquier cuerpo debe ser exactamente proporcional a la masa de este cuerpo. (Éste es, en realidad, el motivo por el que la masa sobre la superficie terrestre puede medirse de una forma tan completamente precisa como el peso.)

Newton desarrolló también una Tercera Ley del Movimiento: "Para cada acción, existe una reacción igual y en sentido contrario." Esto se aplica a la fuerza. En otras palabras, si la Tierra atrae a la Luna con una fuerza determinada, la Luna, por su parte, tira de la Tierra con una fuerza igual. Si la Luna súbitamente duplicase su masa, la fuerza de la gravedad de la Tierra sobre ella quedaría también doblada, de acuerdo con la Segunda Ley; desde luego, la fuerza de la gravedad de la Luna sobre la Tierra tendría entonces que multiplicarse por dos, de acuerdo con la Tercera Ley.

De forma similar, si ambas, la Tierra y la Luna, duplicaran su masa, se produciría en este caso una doble duplicación, es decir, cada cuerpo doblaría su fuerza de gravedad dos veces, con lo que tendría lugar un crecimiento de cuatro veces en total.

Newton podría solamente concluir, a partir de este tipo de razonamiento, que la fuerza gravitatoria entre dos cuerpos en el universo era directamente proporcional al producto de las masas de dichos cuerpos. Y, por supuesto, como ya había decidido antes, inversamente proporcional al cuadrado de la distancia (de centro a centro) entre los cuerpos. Ésta es la Ley de la Gravitación Universal de Newton.

Si f representa la fuerza gravitatoria m, y m2 las masas de los dos cuerpos implicados, y d la distancia entre ellos, entonces la ley puede establecerse:

$$f = \frac{G m_1 m_2}{d^2}$$

G es la "constante gravitatoria", cuya determinación le hizo posible "pesar la Tierra" (véase capítulo 4). Newton conjeturaba que G tenía un valor fijo en todo el universo. Con el tiempo, se halló que nuevos planetas, no descubietos en tiempo

de Newton, ajustaban sus movimientos a las exigencias de la ley de Newton; incluso estrellas dobles increíblemente distantes danzaban al compás del análisis de Newton del universo.

Todo esto surgió de la nueva visión cuantitativa del universo explorada por Galileo. Como puede comprobarse, gran parte de las matemáticas implicadas eran realmente muy sencillas. Las que hemos citado aquí son de álgebra de estudios de bachillerato.

En realidad, todo lo que se necesitaba para introducir una de las mayores revoluciones intelectuales de todos los tiempos era:

1.° Un simple conjunto de observaciones que todo estudiante de física puede hacer con una pequeña orientación.

2.° Una sencilla serie de generalizaciones matemáticas.

3.° El genio trascendental de Galileo y Newton, que tuvieron la perspicacia y originalidad de realizar estas observaciones y generalizaciones por vez primera.

RELATIVIDAD

Las leyes del movimiento, tal como fueron elaboradas por Galileo y Newton, estaban basadas en la suposición de que existía algo como el movimiento -es decir un movimiento con referencia a algún objeto de reposo. Pero todos los objetos que conocemos del universo están en movimiento: la Tierra, el Sol, la Galaxia, los sistemas de galaxias. ¿Dónde en el Universo, entonces, podemos hallar el reposo absoluto con respecto al cual medir el movimiento absoluto?

El experimento de Michelson-Morley

Fue este orden de ideas lo que llevó al experimento de Michelson-Morley, el cual condujo nuevamente a una revolución científica tan grande, en algunos aspectos, como la iniciada por Galileo (véase capítulo 8). Aquí también la base matemática es bastante sencilla.

El experimento fue una tentativa para descubrir el movimiento absoluto de la Tierra con respecto a un "éter" del que se suponía que estaba lleno todo el espacio que se hallaba en reposo. El razonamiento, una vez finalizado el experimento, fue el siguiente:

Supongamos que un rayo de luz se envía en la dirección en que la Tierra se está desplazando por el éter, y que, a una cierta distancia en esa dirección, existe un espejo inmóvil que refleja la luz, devolviéndola a su fuente. Representemos la velocidad de la luz como c, la velocidad de la Tierra a través del éter como v, y la distancia al espejo como d. La luz parte con la velocidad c + v: su propia velocidad, más la velocidad de la Tierra. (Está viajando con el viento de cola, podríamos decir.) El tiempo que necesita para alcanzar el espejo es d dividido por (c + v).

Sin embargo, en el viaje de regreso, la situación se invierte. La luz reflejada ahora recibe el viento de cara de la velocidad de la Tierra, y su velocidad neta es c - v. El tiempo que emplea en volver al foco es d dividido por (c - v). El tiempo total para el viaje completo es:

$$\frac{d}{c+v} + \frac{d}{c-v}$$

Combinando algebraicamente los términos, hallamos:

$$\frac{d(c-v)+d(c+v)}{(c+v)(c-v)} = \frac{dc-dv+dc+dv}{c^2-v^2} = \frac{2dc}{c^2-v^2}$$

Supongamos ahora que el rayo de luz se envía a un espejo, situado a la misma distancia, en una dirección perpendicular al movimiento de la Tierra a través del éter.

El rayo de luz está apuntando desde S (el foco) a M (el espejo) sobre la distancia d. Sin embargo, durante el tiempo que toma en alcanzar el espejo, el movimiento de la Tierra ha llevado el espejo desde M a M', de forma que el actual cambio recorrido por el rayo de luz es desde S a M'. Esta distancia llamémosla x, y la distancia desde M a M' llamémosla y.

Mientras que la luz se desplaza a través de la distancia x con su velocidad c, el espejo lo hace a través de la distancia y con la velocidad del movimiento de la Tierra v. Puesto que ambos, la luz y el espejo, llegan a M' simultáneamente, las

distancias recorridas deben ser exactamente proporcionales a las respectivas velocidades. Por tanto,

$$\frac{y}{x} = \frac{v}{c}$$

$$y = \frac{vx}{c}$$

Ahora podemos hallar el valor de x mediante el teorema de Pitágoras, que afirma que la suma de los cuadrados de los catetos de un triángulo rectángulo es igual al cuadrado de la hipotenusa. En el triángulo SMM', por tanto, sustituyendo

vx/c por y:

$$x^2 = d^2 + \left(\frac{vx}{c}\right)^2$$

$$x^2 - \left(\frac{vx}{c}\right)^2 = d^2$$

$$x^2 - \frac{v^2x^2}{c^2} = d^2$$

$$\frac{c^2x^2 - v^2x^2}{c^2} = d^2$$

$$(c^2 - v^2)x^2 = d^2c^2$$

$$x^2 = \frac{d^2c^2}{(c^2 - v^2)}$$

$$x = \frac{dc}{\sqrt{c^2 - v^2}}$$

La luz se refleja desde el espejo situado en M' al foco, que, mientras tanto, se ha desplazado a S'. Puesto que la distancia S'S'' es igual a SS', la distancia M'S'' es igual a x. El camino total recorrido por el rayo de luz es, por tanto, 2x o

$2dc/\sqrt{c^2 - v^2}$

El tiempo empleado por el rayo de luz para recorrer esta
distancia con su velocidad c es:

$$\frac{2dc}{\sqrt{c^2 - v^2}} - c = \frac{2d}{\sqrt{c^2 - v^2}}$$

¿Cómo debemos comparar esto con el tiempo que la luz invierte en el viaje completo en la dirección del movimiento de la Tierra? Dividamos el tiempo en el *caso paralelo* $2dc/(c^2 - v^2)$ por el tiempo en el caso perpendicular $2D/\sqrt{c^2 - v^2}$

$$\frac{2dc}{c^2 - v^2} + \frac{2dc}{\sqrt{c^2 - v^2}} = \frac{2dc}{c^2 - v^2} \times \frac{\sqrt{c^2 - v^2}}{2d} = \frac{c\sqrt{c^2 - v^2}}{c^2 - v^2}$$

Ahora bien, cada número dividido por su raíz cuadrada da la misma raíz cuadrada como cociente, es decir $x/\sqrt{x} = \sqrt{x}$ Recíprocamente, $\sqrt{x}/x = 1/\sqrt{x}$. De forma que la última ecuación se simplifica en:

$$\frac{c}{\sqrt{c^2 - v^2}}$$

Esta expresión puede simplificarse más, si multiplicamos a la vez el numerador y el denominador por $\sqrt{1/c^2}$ (que es igual a $1/c$).

$$\frac{c\sqrt{1/c^2}}{\sqrt{c^2 - v^2}\sqrt{1/c^2}} = \frac{c/c}{\sqrt{c^2/c^2 - v^2/c^2}} = \frac{1}{\sqrt{1 - v^2/c^2}}$$

Y éste es el punto a donde queríamos llegar. Es decir la razón del tiempo que la luz emplearía viajando en la dirección del movimiento de la Tierra, comparada con el tiempo que necesitaría si lo hiciera en la dirección perpendicular al movimiento terrestre. Para cada valor de v mayor que cero, la expresión $1/\sqrt{1 - v^2/c^2}$ es mayor que 1. Por tanto, si la Tierra se desplaza por un éter en reposo, la luz precisaría más tiempo viajando en la dirección del movimiento de la Tierra que en la dirección perpendicular. (En realidad, el movimiento paralelo consumiría el máximo de tiempo y el movimiento perpendicular el mínimo de tiempo.)

Michelson y Morley realizaron su experimento para intentar descubrir las diferencias direccionales en el tiempo de recorrido de la luz. Lanzando su rayo de luz en todas direcciones, y midiendo el tiempo de retorno mediante su increíblemente preciso interferómetro, creyeron que debían encontrar diferencias en la velocidad aparente. La dirección en la que hallaron que la velocidad sería mínima debía ser paralela al movimiento absoluto de la Tierra, y la dirección en que la velocidad debería ser un máximo sería perpendicular al movimiento de la Tierra. A partir de la diferencia en velocidad, podría calcularse el valor (así como la dirección) del movimiento absoluto de la Tierra.

¡No hallaron diferencias en la velocidad de la luz a pesar de los cambios de dirección! Dicho de otra manera, la velocidad de la luz era siempre igual a c, independientemente, del movimiento del foco -una clara contradicción de las leyes del movimiento de Newton-. Intentando medir el movimiento absoluto de la Tierra, Michelson y Morley habían logrado así plantear dudas, no sólo sobre la existencia del éter, sino también sobre el concepto total de reposo absoluto y de movimiento absoluto, y sobre la verdadera base del sistema newtoniano del Universo.

La ecuación de FitzGerald

El físico irlandés G. F. FitzGerald concibió una forma de salvar la situación. Sugirió que todos los objetos disminuyen en longitud, en la dirección en que se mueven, en una cantidad igual a $\sqrt{1 - v^2/c^2}$. Asi:

$$L' = L\sqrt{1 - v^2/c^2}$$

donde L' es la longitud del cuerpo que se mueve, en la dirección de su movimiento, y L es la longitud que debería tener si estuviera en reposo.

La fracción contractora $\sqrt{1 - v^2/c^2}$, según mostró FitzGerald, simplificaría precisamente la razón $1/\sqrt{1 - v^2/c^2}$, que indica las velocidades máxima y mínima de la luz, en el experimento de Michelson-Morley. La razón se convertiría en la unidad, y la velocidad de la luz aparecería a nuestros instrumentos y órganos sensoriales contraídos como igual en todas direcciones, independientemente del movimiento del foco de la luz por el éter.

En condiciones ordinarias, el valor de la contracción es muy pequeña. Incluso si un cuerpo se desplaza con una décima parte de la velocidad de la luz, o 30.000 km por segundo, su longitud se contraería sólo ligeramente, de acuerdo con las

ecuaciones de FitzGerald. Considerando la velocidad dela luz igual a 1, la ecuación dice:

$$L' = L\sqrt{1 - \frac{(0.1c)^2}{c^2}}$$

$$L' = L\sqrt{1 - 0.01}$$

$$L' = L\sqrt{0.99}$$

Así, L' vuelve a ser aproximadamente igual a 0,995 L, una contracción de alrededor del 1 por ciento.

Para cuerpos móviles, velocidades semejantes a ésta tienen lugar solamente en el reino de las partículas subatómicas. La contracción de un avión que viaja a una velocidad de 3.200 km por hora es infinitesimal, como puede calcularse fácilmente.

¿A qué velocidad se contraerá un objeto hasta alcanzar la mitad de la longitud que tiene en reposo? Con L' igual a un medio de L, la ecuación de FitzGerald es:

$$\frac{L}{2} = L\sqrt{1 - \frac{v^2}{c^2}}$$

o, dividiendo por L:

$$\frac{1}{2} = \sqrt{1 - \frac{v^2}{c^2}}$$

Elevando al cuadrado ambos miembros de la ecuación:

$$\frac{1}{4} = 1 - \frac{v^2}{c^2}$$

$$\frac{v^2}{c^2} = \frac{3}{4}$$

$$v = \sqrt{\frac{3c^2}{4}} = 0.866c$$

Puesto que la velocidad de la luz en el vacío es de 300.000 km por segundo, la velocidad a la cual un objeto se contrae a mitad de su longitud es 0,866 veces 300.000, o sea, aproximadamente, 259.800 km por segundo.

Si un cuerpo se mueve con la velocidad de la luz, de forma que v sea igual a c, la ecuación de FitzGerald se transforma en

$$L' = L\sqrt{1 - \frac{c^2}{c^2}} = L\sqrt{0} = 0$$

A la velocidad de la luz, por tanto, la longitud en la dirección del movimiento queda cero. Se sigue, en consecuencia, que ninguna velocidad mayor que la de la luz es posible, porque aparecería una longitud negativa, lo cual carece de sentido en el mundo físico.

La ecuación de Lorentz

En la década siguiente a la formulación de la ecuación de FitzGerald, fue descubierto el electrón, y los científicos empezaron a examinar las propiedades de las minúsculas partículas cargadas. Lorentz elaboró una teoría de que la masa de una partícula con una carga dada era inversamente proporcional a su radio. En otras palabras, cuanto más pequeño era el volumen en que una partícula concentraba su carga, mayor era su masa.

Ahora bien, si una partícula está contraída a causa de su movimiento, su radio se reduce en la dirección del movimiento, de acuerdo con la ecuación de FitzGerald. Sustituyendo los símbolos R y R' por L y L', escribimos la ecuación:

$$R' = R\sqrt{1 - \frac{v^2}{c^2}}$$

$$\frac{R'}{R} = \sqrt{1 - \frac{v^2}{c^2}}$$

La masa de una partícula es inversamente proporcional a su radio. Por tanto, donde M es la masa de la partícula en reposo y M' es su masa cuando está en movimiento.

$$\frac{R'}{R} = \frac{M}{M'}$$

Sustituyendo M/M' por R'/R en la precedente ecuación, tenemos:

$$\frac{M}{M'} = \sqrt{1 - \frac{v^2}{c^2}}$$

La ecuación de Lorentz puede manejarse como la ecuación de FitzGerald. Demuestra, por ejemplo, que para una partícula que se mueve a una velocidad de 30.000 km por segundo (la décima parte de la velocidad de la luz), la masa M' parecería ser un 0,5 % mayor que la masa en reposo M. A una velocidad de 259.800 km por segundo, la masa aparente de la partícula sería el doble que la masa en reposo.

Finalmente, para una partícula moviéndose a una velocidad igual a la de la luz, de forma que v es igual a c, la ecuación de Lorentz se transforma en:

$$M' = \frac{M}{\sqrt{1 - \frac{c^2}{c^2}}} = \frac{M}{0}$$

Ahora bien, cuando el denominador de una fracción con un numerador fijo se vuelve cada vez más pequeño ("tiende a cero"), el valor de la fracción se hace progresivamente mayor, sin límites. En otras palabras, a partir de la anterior ecuación, se deduciría que la masa de un objeto que se muéve a una velocidad aproximándose a la de la luz se convertiría en infinitamente grande. Asimismo, la velocidad de la luz resultaría ser la máxima posible.

Todo esto condujo a Einstein a refundir las leyes del movimiento y de la gravitación. Consideró un universo, en otras palabras, en el que los resultados de los experimentos de Michelson-Morley eran posibles.

Sin embargo, aun siendo así, no hemos puesto todavía el punto final. Recordemos, por favor, que la ecuación de Lorentz asume para M cierto valor superior a cero. Esto es aplicable a casi todas las partículas con las que estamos familiarizados y a todos los cuerpos de átomos y estrellas que están integrados por tales partículas. No obstante, hay neutrinos y antineutrinos para los cuales M, la masa en reposo o "masa-reposo", es igual a cero. Y esto también es cierto para los fotones.

Dichas partículas se trasladan a la velocidad de la luz en el vacío, siempre y cuando se encuentren verdaderamente en un vacío. Apenas se forman, empiezan a moverse con esa velocidad sin ningún período mensurable de aceleración.

Cabría preguntarse cómo es posible hablar de "masa-reposo" de un fotón o un neutrino si éstos no reposan nunca y sólo pueden existir mientras viajan (en ausencia de materia interceptadora) a una velocidad constante de 300.000 km/seg. Por consiguiente, los físicos O. M. Bilaniuk y E. C. G. Sudarshan han

sugerido que se haga referencia a M como "masa propia". Para una partícula cuya masa sea mayor que cero, la masa propia es igual a la masa medida cuando la partícula está en reposo respecto a los instrumentos y al observador que toma la medida. Para una partícula con una masa igual a cero, se obtiene la masa propia por medio del razonamiento indirecto. Bilaniuk y Sudarshan sugieren asimismo que todas las partículas con una masa propia cero se denominen "luxones" (palabra latina que significa "luz"), porque se trasladan a la velocidad de la luz, mientras que las partículas con masa propia superior a cero deberían llamarse "tardiones", porque se trasladan con menos velocidad que la luz, es decir a "velocidades sublumínicas".

En 1962, Bilaniuk y Sudarshan iniciaron unos trabajos especulativos sobre las consecuencias de las velocidades superiores a la de la luz ("velocidades superlumínicas"). Cualquier partícula trasladándose con esas velocidades tendría una masa imaginaria. Es decir la masa sería un valor ordinario multiplicado por la raíz cuadrada de -1.

Supongamos, por ejemplo, una partícula que se traslada a dos veces la velocidad de la luz, de forma que la ecuación de Lorentz v es igual a 2c. En tal caso:

$$M' = \frac{M}{\sqrt{1 - \frac{(2c)^2}{c^2}}} = \frac{M}{\sqrt{1 - \frac{4c^2}{c^2}}} = \frac{M}{\sqrt{-3}}$$

Esto conduce al hecho de que, mientras estuviese en movimiento, su masa sería una masa propia (M) dividida por $\sqrt{-3}$,. Pero $\sqrt{-3}$ es igual a $\sqrt{3}$ x $\sqrt{-1}$, es decir, 1,74 $\sqrt{-1}$. Por consiguiente, la masa propia M es igual a $n \times 1.74 \times \sqrt{-1}$. Puesto que cualquier cantidad donde se incluya $\sqrt{-1}$ se llama imaginaria, debemos llegar a la conclusión de que las partículas con velocidades superlumínicas tienen masas propias imaginarias.

Las partículas corrientes en nuestro universo ordinario tienen siempre masas que son cero o positivas. Una masa imaginaria no puede tener un significado concebible en nuestro universo. ¿Significa esto que las partículas más veloces que la luz son inexistentes?

No necesariamente. Dando por supuesta la existencia de masas propias imaginarias, podemos hacer que esas partículas "más veloces que la luz" encajen en todas las ecuaciones de la Teoría Especial de la Relatividad de Einstein. Sin embargo, tales partículas muestran una propiedad aparentemente paradójica: cuanto más lento es su movimiento, tanta más energía contienen. Esto es precisamente el reverso de la situación en nuestro universo y también, quizás, el significado de la masa imaginaria. Una partícula con una masa imaginaria gana velocidad cuando encuentra resistencia y la pierde cuando la impulsa hacia delante alguna fuerza. Al decaer su energía, se traslada cada vez más aprisa, y alcanza una velocidad infinita cuando esa energía desciende hasta cero. Al aumentar su energía, se mueve con creciente lentitud, y cuando la energía se aproxima al infinito, la velocidad se reduce hasta igualar casi la de la luz.

El físico americano Gerald Feinberg ha dado a estas partículas más veloces que la luz el nombre de "taquión" de una palabra griega que significa "velocidad".

Podemos imaginar, pues, la existencia de dos universos. Uno, el nuestro, es el universo "tardión", donde todas las partículas marchan a velocidades sublumínicas y pueden acelerar su marcha hasta alcanzar casi la velocidad de la luz

cuando se incrementa su energía. El otro es el universo "taquión", donde todas las partículas alcanzan velocidades superlumínicas y pueden decelerar hasta igualar casi la velocidad de la luz cuando aumenta su energía. En medio está la "pared luxón", infinitamente delgada, donde hay partículas cuya velocidad es

exactamente lumínica. Podemos considerar que ambos universos comparten la pared luxón.

Si un taquión es suficientemente energético y, por tanto, se mueve con suficiente lentitud, tendrá bastante energía y permanecerá en algún lugar durante un período lo bastante prolongado para permitirle emitir una ráfaga apreciable de fotones. (Los taquiones dejarían una estela de fotones incluso en el vacío, como una especie de radiación Cherenkov.) Los científicos se mantienen alerta para captar esas ráfagas, pero no hay grandes probabilidades de poder emplazar un instrumento en el lugar preciso donde se muestra durante una trillonésima de segundo una de esas ráfagas (posibles, pero muy infrecuentes).

Algunos físicos opinan que "todo cuanto no esté prohibido es compulsivo". Dicho de otra forma, cualquier fenómeno que no quebrante una ley de conservación debe manifestarse en un momento u otro; o, si los taquiones no quebrantan la relatividad especial, deben existir. No obstante, incluso los físicos tan convencidos de que esa fórmula es algo así como un "aseo" necesario del universo, se alegrarían (y quizá se tranquilizasen también) si encontraran algunas pruebas sobre estos taquiones no prohibidos. Hasta ahora no han logrado encontrarlas.

La ecuación de Einstein

Una consecuencia de la ecuación de Lorentz fue deducida por Einstein para crear la que se ha convertido, tal vez, en la más famosa ecuación científica de todos los tiempos.

La ecuación de Lorentz puede escribirse en la forma siguiente:

$$M' = M\left(1 - \frac{v^2}{c^2}\right)^{-\frac{1}{2}}$$

ya que, en notación algebraica $1/\sqrt{x}$ puede escribirse $x^{-\frac{1}{2}}$. Esto dispone la ecuación de una forma en que puede desarrollarse (es decir convertirse en una serie de términos) mediante una fórmula descubierta por Newton, entre otros. La fórmula es el teorema del binomio.

El número de términos en que puede desarrollarse la ecuación de Lorentz es infinito, pero, puesto que cada término es menor que el anterior, si tomamos sólo los dos primeros términos que consideremos aproximadamente correctos, la suma de todos los restantes es bastante pequeña como para despreciarse.

El desarrollo queda así:

$$\left(1 - \frac{v^2}{c^2}\right)^{-\frac{1}{2}} = 1 + \frac{\frac{1}{2}v^2}{c^2}$$

sustituyendo esto en la ecuación de Lorentz, tenernos:

$$M' = M\left(1 + \frac{\frac{1}{2}v^2}{c^2}\right) = M + \frac{\frac{1}{2}Mv^2}{c^2}$$

Ahora bien, en física clásica la expresión $\frac{1}{2}Mv^2$ representa la energía de un cuerpo en movimiento. Si utilizamos el símbolo e para representar la energía, la ecuación queda de la forma siguiente:

$$M' = M + \frac{e}{c^2}$$

o

$$M' - M = \frac{e}{c^2}$$

El incremento en la masa debido al movimiento (M'-M) puede representarse como m, así pues:

$$m = \frac{e}{c^2}$$

Fue esta ecuación la que por primera vez indicaba que la masa era una forma de energía. Einstein llegó a demostrar que la ecuación podía aplicarse a todas las masas, no solamente al incremento en la masa debido al movimiento.

También aquí la mayor parte de las matemáticas implicadas están solamente a nivel universitario. Sin embargo, representó para el mundo los comienzos de una visión del Universo más grande y amplia aún que la de Newton, y también puso de manifiesto la manera de concretar sus consecuencias. Señaló el camino para el reactor nuclear y la bomba atómica, por ejemplo.